

00382
2
7



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA
DE MEXICO

FACULTAD DE CIENCIAS
DIVISION DE ESTUDIOS DE POSGRADO

ESTRELLAS LUMINOSAS VARIABLES
AZULES EN GALAXIAS CERCANAS

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL GRADO ACADEMICO DE
DOCTOR EN CIENCIAS (FISICA)

P R E S E N T A

LUIS JOSE HERMINIO CORRAL ESCOBEDO

MEXICO, D.F.

1997

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

INDICE

Resumen.	iii
Agradecimientos.	iv
1. Introducción.	1
1.1. Características de las LBV.	1
1.2. Las LBV en el diagrama HR.	11
1.3. Erupciones moderadas de las LBV: pseudofotósfera o pulsación.	16
1.4. Las LBV conocidas	22
1.5. Condiciones físicas en las envolventes de las estrellas masivas.	24
1.6. Objetivos del presente trabajo.	27
2. Objetos de la muestra.	28
2.1. El catálogo de Spiller (1992).	28
3. Observación y reducción de los datos.	31
3.1 Los objetos observados.	31
3.2 El LFOSC.	43
3.3. Reducción.	48

Resultados.	51
4.1 Comparación entre los catálogos de objetos con emisión en H α de Spiller (1992) y Calzetti et al. (1996).	51
4.2 Extinción de los objetos y magnitudes absolutas.	65
4.3 Los objetos con espectro tipo LBV.	70
4.4 Los objetos con espectro de región H II.	83
4.5 Objetos con emisión Balmer.	108
5. Conclusiones.	123
Bibliografía.	125
Apéndice A. Reducción automática de los espectros del LFOSC	A-1.
Apéndice B. Diferencias en la emisión entre las atmósferas extendidas y las regiones ionizadas (Regiones H II).	B-1.

TITULO DE LA TESIS:

ESTRELLAS LUMINOSAS VARIABLES AZULES
EN GALAXIAS CERCANAS

GRADO Y NOMBRE DEL ASESOR O DIRECTOR DE TESIS:

Dra. Gloria Koenigsberger Horowitz

INSTITUCION DE ADSCRIPCION DEL ASESOR O DIRECTOR DE TESIS:

Instituto de Astronomía, UNAM

RESUMEN DE LA TESIS: (Favor de escribir el resumen de su tesis a máquina en 25 renglones a un espacio como máximo, sin salir del extensión de este cuadro.

El objetivo del presente trabajo fué realizar una búsqueda espectroscópica de objetos que presentan espectros característicos de las estrellas tipo Luminosas Variables Azules (LBV) y que pertenecen a la galaxia M 33. La búsqueda se hizo entre objetos que presentan emisión en la línea H alfa.

Los espectros tipo LBV se caracterizan por estar dominados por líneas en emisión de H, He I, Fe II y Fe II o por ser del tipo Of/WN.

Las estrellas tipo LBV representan un estadio evolutivo de las estrellas más masivas que 40 masas solares y es previo a la fase de estrella tipo Wolf-Rayet.

Se reporta el descubrimiento de 5 objetos que presentan espectros con estas características y que se clasifican como candidatos a ser LBV.

Se reporta también la identificación de 11 regiones H II no catalogadas anteriormente y se calculó la densidad de 13 regiones H II a partir de su emisión en las líneas del S II ..

Utilizando mapas de la emisión de la línea de 21 cm. del hidrógeno molecular, se calculó la extinción a los objetos observados y se derivó la magnitud absoluta visual de los objetos.

Utilizando el número de estrellas tipo Wolf-Rayet esperado para M 33 se calculó el número de estrellas tipo LBV que deben existir en M 33. Se encontró que debe haber al menos 6 objetos tipo LBV más de los ya conocidos, haciendo muy probable que algunos de los objetos reportados sea una LBV verdadera en vez de solo una candidata a LBV.

LOS DATOS ASENTADOS EN ESTE DOCUMENTO CONCUERDAN FIELMENTE CON LOS REALES Y QUEDO ENTERADO QUE EN CASO DE CUALQUIER DISCREPANCIA QUEDARA SUSPENDIDO EL TRAMITE DEL EXAMEN.

FECHA DE SOLICITUD _____

FIRMA DEL ALUMNO _____

Acompaño los siguientes documentos:

- Nombramiento del jurado del examen de grado
- Aprobación del trabajo escrito por cada miembro del jurado.
- Copia de la última revisión de estudios

LUMINOUS BLUE VARIABLE STARS IN NEARBY GALAXIES.

A spectroscopic search of objects, on M 33, with Luminous Blue Variable (LBV) type spectrum is presented. The search was made in a sample of objects that show H alpha emission. The LBV-type spectrum is of two kinds, a spectrum dominated by emission lines of H, He I, Fe II and [Fe II] or a Of/WN type spectrum.

The LBV stars conform an evolutionary stage followed by the stars more massive than 40 solar masses and is previous to the Wolf-Rayet phase.

The discovery of 5 objects with LBV-type spectrum is reported in this work, these objects are now classified as LBV candidates.

Also the identification of 11 H II regions, not reported before is presented, and using the [S II] emission lines, the density of 13 H II regions was calculated.

The visual extinction of the observed objects was calculated, using maps of the Hydrogen molecule 21 cm emission, the visual absolute magnitude was derived.

With the expected number of Wolf-Rayet stars that belongs to M 33, the expected number of LBV was calculated. It was found that in M 33 must exist 6 additional LBV of the 4 known, making more probable that at least one of the LBV candidates presented here will be a true LBV.

Resumen

Las estrellas conocidas como Luminosas Variables Azules (LBV por sus siglas en inglés) forman un grupo de estrellas muy brillantes que presentan características de variabilidad muy definidas. Se cree que forman un estadio en la evolución de las estrellas más masivas ($M \gtrsim 40 M_{\odot}$). Actualmente se conocen alrededor de 30 de estas estrellas y que pertenecen a la Galaxia, a las Nubes de Magallanes y a otras galaxias cercanas. Algunas estrellas han sido clasificadas como candidatas a LBV por que presentan algunas de las características propias del grupo, sin haber mostrado, en tiempos históricos, la variabilidad que definen a las LBV. Es de esperarse que algunas de estas candidatas sean en realidad LBV completas y a las que se deberán mantener en observación y estudiarlas para comprender más a este grupo de estrellas.

En este trabajo de tesis, el problema principal a cubrir fue la búsqueda e identificación de estrellas pertenecientes a M 33, que mostraran espectros similares a los de las LBV, es decir candidatas a LBV.

La búsqueda se hizo en objetos que muestran emisión en la línea $H\alpha$ y que perteneciera a M 33, estos objetos fueron identificados por Spiller (1992) utilizando imágenes tomadas con diferentes filtros.

La identificación se hizo en base a espectros de baja dispersión tomados en el Observatorio Guillermo Haro de Cananea, Son. Para obtener los espectros se utilizó el Landessternewart Faint Objects Spectroscopic Camera (LFOSC) que pertenece al Landessternewart de Heidelberg, Alemania.

Los resultados que se obtuvieron en este trabajo fueron:

- La identificación de cinco objetos que cumplen las características para pertenecer al grupo de candidatas a LBV, tres de ellos muestran un espectro parecido al de las B[e] y los dos restantes presentan un espectro tipo Of/WN. Los cinco objetos presentan líneas nebulares de [S II] y en algunos casos se presume la presencia de líneas de [N II], reforzando la idea de la existencia de una nebulosa alrededor de estas estrellas.
- Se encontró la magnitud visual absoluta (M_V) de los objetos observados, utilizando mapas de la emisión de 21 cm. para calcular la extinción a los objetos.
- Se identificaron doce objetos que presentan emisión en $H\alpha$ y que no fueron identificados por Calzetti et al (1996), hasta ahora el catálogo más completo de objetos con emisión en $H\alpha$ de M 33.
- Se encontró que once objetos presentan características de región H II, mientras que Spiller (1992) los había clasificado fuera de ese grupo.

Agradecimientos

Muchas personas hicieron posible que esta Tesis pudiera ser completada.

A Gloria Koenigsberger, mi asesora tanto de la Maestría como del Doctorado, ya que sin ella no me hubiera sido posible continuar y llevar a buen término este trabajo, de ella son mis pocos aciertos y ninguna de mis fallas.

El tema fué propuesto por Bernard Wolf, Immo Apenzeller y Franz-Josef Zickgraf del Landessternnewarte de Heidelberg, Alemania, los cuales me facilitaron una copia de la Tesis de Franz Spiller. Con ellos tuve también discusiones acerca del tema que fueron una gran ayuda durante las primeras fases del trabajo. Franz-Josef Zickgraf también me facilitó una copia de los programas de reducción automática del **LFOSC**, que fué instalada en las máquinas del INAOE.

El INAOE me permitió utilizar sus instalaciones tanto en Tonantzintla como en Cananea y los coordinadores del area de Astrofísica que estuvieron durante el tiempo que estuve ahí siempre se mostraron amables y colaborativos.

El Instituto de Astronomía de la UNAM y el personal que en el labora fue una gran inspiración durante mi Maestría y el Doctorado, de ellos aprendí que el trabajo intenso y creador rinde resultados.

Los sinodales de esta Tesis fueron una gran ayuda y guía para su escritura, principalmente Deborah Dultzin, mi agradecimiento.

Al final pero no por eso menos a Silvana, a Julieta y a Luis José ... ellos saben por que.

Capítulo 1: Introducción

El grupo de estrellas catalogado por Conti (1984) como estrellas Luminosas Variables Azules (LBV, Luminous Blue Variables) comprende las estrellas anteriormente conocidas como variables tipo P Cygni, que pertenecen a nuestra galaxia, las tipo S Dorado, de las nubes de Magallanes y las variables tipo Hubble - Sandage, pertenecientes a M 33, M 31 y otras galaxias cercanas. Todas ellas presentan características similares que permiten clasificarlas juntas aún cuando pertenezcan a galaxias muy diferentes. Su comportamiento ha hecho pensar a la gente que estas estrellas forman un estadio en la evolución de las estrellas más masivas ($M \gtrsim 40 M_{\odot}$).

En esta sección presentaremos el comportamiento que caracteriza a las LBV (sección 1.1), qué lugar ocupan en el diagrama H-R y qué relación tienen con otras estrellas que se encuentran en la misma región del diagrama (sección 1.2). Veremos también las teorías que explican las variaciones típicas de las LBV, es decir variaciones en la atmósfera o variaciones con origen subfotosférico (Sección 1.3). Se verá después cuántas y cuáles son las LBV conocidas (sección 1.4) para apuntar a que el número de LBV conocidas de M 33 no está completo. Por último se verá cuáles son las condiciones físicas de las atmósferas de las estrellas masivas para entender que tipo de emisión se espera encontrar (sección 1.5) al observar objetos con emisión en H α de M 33 y los objetivos que se espera alcanzar con el presente trabajo (sección 1.6).

Sección 1.1. Características de las estrellas tipo LBV

Entre las estrellas más luminosas de nuestra Galaxia se encuentran las estrellas tipo P Cygni. Estas son variables que presentan variaciones fotométricas con períodos irregulares y cuyo espectro cambia junto con las variaciones fotométricas. La estrella prototipo de este grupo es P Cygni, la cual además presenta perfiles característicos en las líneas de emisión del espectro conocidos con el mismo nombre y que se sabe que son producidos por flujos continuos de material que abandonan

la estrella y que se conocen como vientos estelares.

Este grupo de estrellas han presentado comportamientos muy intrigantes durante gran parte de la historia de la Astronomía (ver abajo) y Conti (1984) las englobó en un solo grupo, junto con las estrellas tipo S Dorado y las variables conocidas como variables de Hubble - Sandage (Hubble y Sandage, 1953), al darse cuenta que todas ellas compartían características similares. Este grupo lo bautizo como estrellas Luminosas Variables Azules (LVB).

Las LBV son estrellas supergigantes muy luminosas, calientes e inestables que tienen episodios de variaciones fotométricas moderadas ($\Delta m \sim 1 - 2 \text{ mag}$) y raramente presentan variaciones gigantes con cambios en la magnitud visual mayor a 3 mag. (ver abajo).

El espectro de estas estrellas es también variables apareciendo en ocasiones como estrellas muy calientes ($T \sim 20\,000 - 30\,000 \text{ K}$) y en otras con temperaturas de $7000 - 8000 \text{ K}$, simulando una estrella supergigante tipo A o F muy brillante.

Un ejemplo extremo de variación gigante fué el que presentó η Carinae ($\alpha = 10^{\text{h}} 45^{\text{m}} 03.60^{\text{s}}$, $\delta = -59^{\circ} 41' 03.4''$ (2000.0)) que ha mostrado, al menos durante los últimos 3 siglos, un comportamiento muy variable.

El primer reporte que se tiene es de Halley, quien la clasificó como una estrella de magnitud 4 en 1677 durante una visita que hizo a la Isla de Sta. Elena. En 1750 Lacaille y otros observadores la clasificaron como de segunda magnitud.

En 1827 Burchell durante un viaje a Río de Janeiro observó que la estrella alcanzó la primera magnitud, una circunstancia sorprendente ya que él mismo la había visto con un brillo de magnitud 4 de 1811 a 1815 mientras estaba en Africa. John Herschel al llegar a Sudáfrica en 1834, la reportó como de magnitud 2 y el 16 de Diciembre de 1837 se percató de que su brillo se había triplicado.

Pronto η Carinae sobrepasó el brillo de Rigel ($v = 0.12$) en Orion y para el 2 de Enero de 1838 brillaba tanto como α Centauri ($v = -0.1$). Desde esa fecha empezó a declinar pero volvió a tener otro máximo aún más brillante en Abril de 1843, cuando Maclear, Director del Observatorio del Cabo, la observó con un brillo cercano al de Sirio. En 1863 su brillo disminuyó drásticamente hasta magnitud 5 y en 1865 era apenas visible a simple vista. El mínimo de brillo lo alcanzó en 1887 con una magnitud 7.6. Desde entonces, su brillo ha ido aumentando lentamente y actualmente brilla con una magnitud $V = 6.21$. En la figura 1.1 se presenta una imagen tomada con el Telescopio Espacial Hubble de la región cercana a esta estrella.

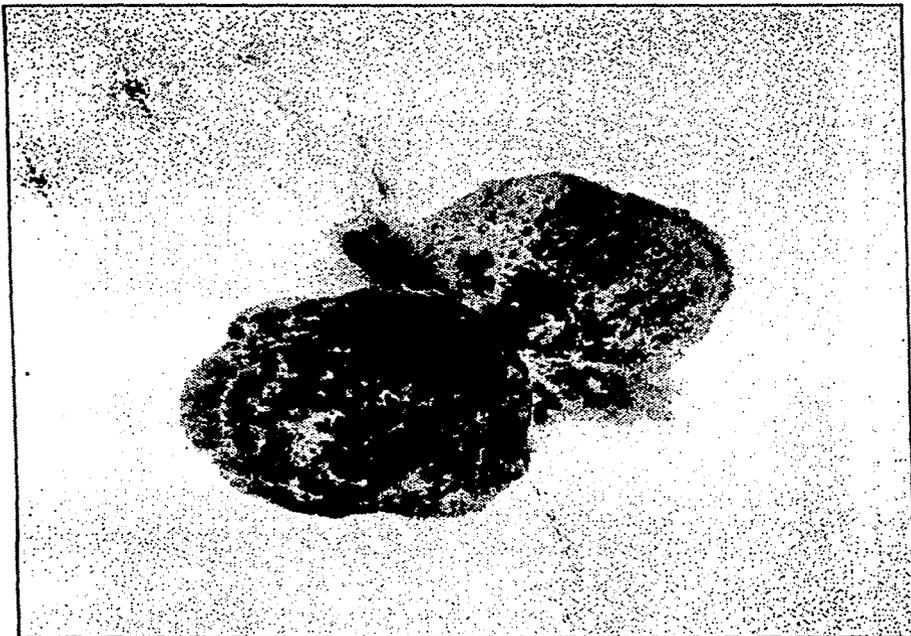


Fig 1.1 La región circunestelar de η Carinae. Imagen tomada con el telescopio espacial Hubble.

Los lóbulos que se aprecian con estructura bipolar se cree que son resultado de la masa eyectada durante la erupción de 1840.

Las LBV se caracterizan por:

Variaciones Fotométricas

La característica más sobresaliente de las estrellas tipo LBV son las variaciones fotométricas que presentan. Estas pueden presentar un amplio rango, tanto en magnitud como en escalas de tiempo.

a) **Erupciones Gigantes:** Son eventos en donde la variación fotométrica es mayor de 2 mag. y la magnitud absoluta de la estrella parece aumentar (Humphreys y Davidson, 1995). Las escalas de tiempo de este tipo de variación son grandes, del orden de miles de años. En la figura 1.2 se muestra la curva de luz que presentó 7 Carinae de 1837 a 1860.

b) **Erupciones Moderadas:** La variación fotométrica es de 1 a 2 mag. y se observan en escalas de tiempo de décadas. El aumento de magnitud puede darse en meses y mantenerse en el estado de máximo brillo durante algunos años.

La magnitud absoluta de la estrella parece no cambiar (Appenzeller y Wolf, 1982) y el aumento de luminosidad en el visible se debería a radiación reprocesada. Sin embargo según Lamers (1995) las variaciones moderadas pueden deberse a cambios en el radio estelar, y por lo tanto ser subfotosférica, lo que implicaría un cambio en la magnitud absoluta. Estos dos modelos se verán en la siguiente sección.

Un ejemplo de este tipo de variación se presenta en la figura 1.3, en donde se muestra la curva de luz de R127 de 1983 a 1992. Se puede apreciar que esta estrella sufrió un evento de variación moderada con una amplitud de ~ 1.5 mag.

c) **Oscilaciones:** son variaciones de ~ 0.5 mag. que se presentan en escalas de tiempo de meses a pocos años. Se pueden presentar sobrepuestas a las erupciones moderadas. Por ejemplo en la figura 1.3 se observa que al principio de la variación moderada de R127, la estrella sufrió tuvo un evento de oscilación de ~ 0.4 mag.

d) **Microvariaciones:** Son variaciones fotométricas < 0.1 mag. Se presentan también en supergigantes normales (van Genderen, 1992)

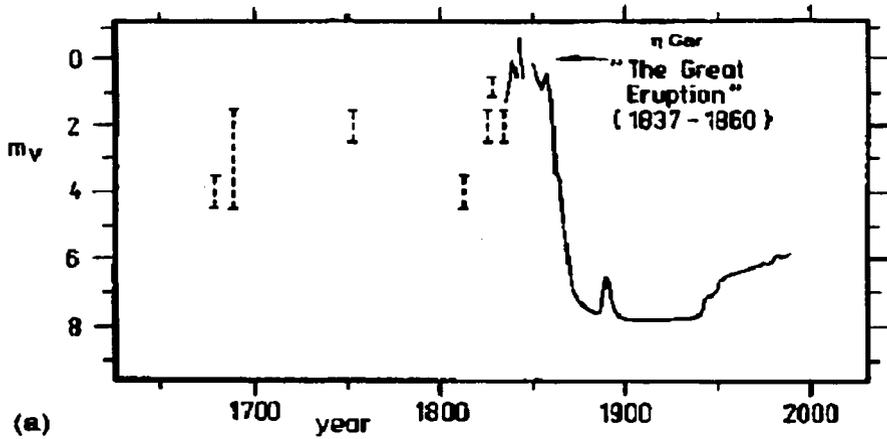


Figura 1.2 Curva de luz de η Carinae durante la erupción gigante de 1840. Tomada de Humphreys y Davidson (1994).

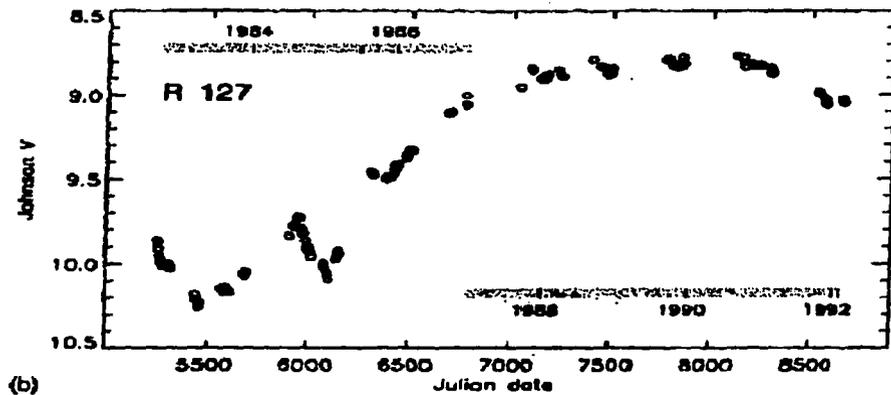


Figura 1.3 Curva de luz de R 127 en la Nube Mayor de Magallanes en donde se muestra una variación moderada. Figura tomada de Spoon et al. 1994.

Espectro

Las LBV presentan variaciones espectrales y éstas se dan a la par con las variaciones fotométricas.

Durante las fases de mínimo fotométrico, algunas LBV presentan el espectro de una estrella supergigante caliente con emisiones en las líneas de H y He I, presentan además líneas de emisión de Fe II y [Fe II]. Otro espectro que presentan algunas estrellas LBV durante el mínimo fotométrico es el tipo Ofpe/WN9. Este tipo de espectro se conoce como espectro híbrido ya que al mismo tiempo se observan líneas de emisión características de estrellas Of (He II λ 4686 y N III λ 4634-41) y líneas características de estrellas WN de baja ionización (N II, He I and H I) (Walborn, 1977).

Durante el máximo fotométrico todas las LBV presentan un espectro de estrella supergigante fría (tipo A o F) con líneas de Fe II y de [Fe II]. El espectro durante el máximo es muy similar en todas las LBV (sin importar el tipo de espectro que presenten durante el mínimo) lo que implica condiciones físicas muy parecidas.

Recientemente HD 5980, una estrella tipo Wolf-Rayet perteneciente a la Nube Menor de Magallanes, sufrió un episodio de variabilidad tipo LBV (Barbá et al. 1995, Koenigsberger et al. 1995), esto nos hace pensar que algunas estrellas que presentan espectros típicos de WR puedan presentar episodios de LBV, lo que apoyaría la secuencia evolutiva de una estrella masiva, propuesta por Langer et al. (1994) (ver adelante).

Temperaturas

Los cambios fotométricos y de espectro representan cambios en la atmósfera y éstos se ven reflejados también en la temperatura. En las fases del mínimo la estrella aparece con temperaturas de 12,000 a 30000 K siendo las LBV más luminosas las más calientes.

Durante las erupciones la temperatura llega a bajar a 7000 u 8000 K, independientemente de la luminosidad.

Luminosidades

Las LBV son estrellas intrínsecamente muy luminosas y esta característica permite observar a las que son miembros de galaxias cercanas. La luminosidad de los casos bien estudiados va de $10^{5.5}$ a $10^6 L_{\odot}$.

Como se ha dicho la luminosidad parece mantenerse constante durante las variaciones moderadas y el aumento de brillo óptico se debería a que parte de la radiación UV es absorbida y reemitida en el óptico por material circunestelar. (Ver la siguiente sección)

Tasa de Pérdida de Masa (\dot{M})

Durante la fase de mínimo fotométrico, \dot{M} es similar al de las supergigantes normales de la misma luminosidad y temperatura, ($\dot{M} \sim 10^{-7} M_{\odot}/\text{año}$) pero durante los episodios de máximo brillo la tasa de pérdida de masa llega a ser $\sim 10^{-5} - 10^{-4} M_{\odot}/\text{año}$.

Lamers (1989) propuso que una tasa de pérdida de masa promedio para el tiempo de duración de la fase LBV sería $10^{-5} M_{\odot}/\text{año}$, suponiendo que la estrella pasa la mitad del tiempo en estado latente y la otra mitad en erupción moderada. Sin embargo, este valor no toma en cuenta la masa que se pierde durante las erupciones gigantes. Se ha calculado que η Car perdió 2 ó 3 M_{\odot} durante su erupción del siglo pasado. Si suponemos que las LBV pasan por varios episodios de erupciones violentas, entonces una \dot{M} promedio para toda la fase de LBV será $\sim 2 \times 10^{-4} M_{\odot}/\text{año}$. Si la duración de la fase LBV es $\gtrsim 25,000$ años (ver adelante), la estrella perderá $\gtrsim 5 M_{\odot}$ durante esta fase evolutiva.

Material circunestelar y nebulosas asociadas

Todas las LBV presentan evidencias de tener material gaseoso asociado, algunas presentan material circunestelar, que se manifiesta por que la estrella presenta excesos infrarrojos (Humphreys et al., 1984), mientras que algunas LBV tienen nebulosas de anillo asociadas. En la figura 1.4 se observa la nebulosa asociada a He 3-519, reportada por Stahl (1987).

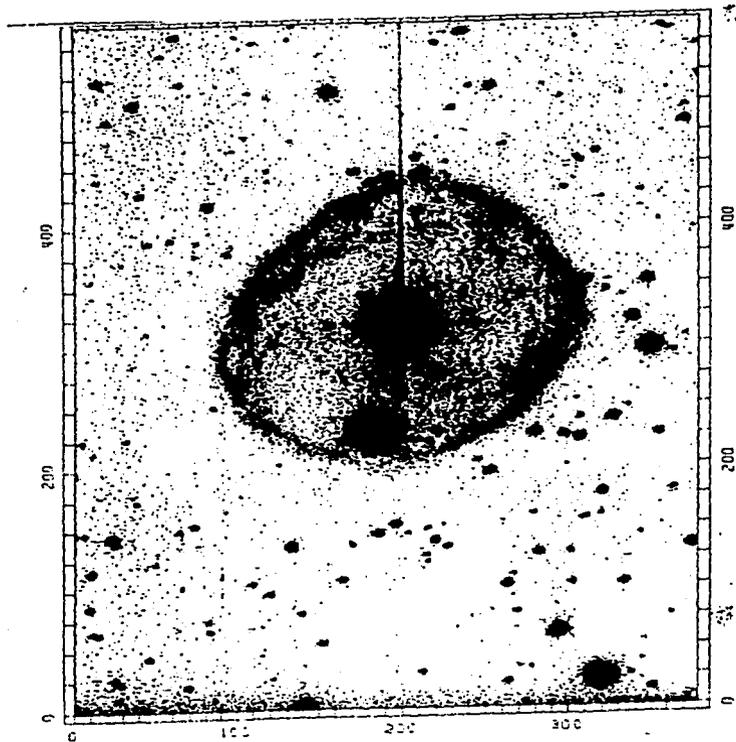


Fig. 1.4 Nebulosa de Anillo asociada a Hc 3-519 (Stahl 1987).

Este material gaseoso se cree que proviene de la masa perdida por la estrella en las fases de erupción previas. Es interesante hacer notar que las nebulosas de anillo son también visible alrededor de algunas WR y de algunas estrellas tipo Of/WN.

Al analizar las nebulosas de anillo se encuentra que presentan una sobreabundancia de N y He (Walborn, 1988), por lo que se cree que éstas se forman con material procesado por el ciclo CNO, que es expuesto en la superficie de la estrella por mezclado y por viento y posteriormente expulsado durante una erupción.

Con todas estas características se ha concluido que las LBV son estrellas muy masivas y brillantes, que se encuentran en una fase evolutiva avanzada y que presentan inestabilidades que hacen que la estrella tenga episodios en los que la tasa de pérdida de masa es muy grande, expulsando material de las capas superiores de la estrella. Este material al enfriarse da origen a las envolventes y nebulosas que se observan y presentan enriquecimientos en N y O lo que refuerza la idea de que estas estrellas están en una fase evolutiva muy avanzada y quizás previa a la fase de estrella tipo Wolf-Rayet.

Existen varias teorías para explicar los cambios en la fotometría, la temperatura y el espectro que presentan las LBV durante las variaciones moderadas y que veremos más adelante (sección 1.3).

Sección 1.2. Las LBV en el diagrama H-R

Al estudiar a las estrellas más masivas ($M > 20 M_{\odot}$) desde varias perspectivas, se ha podido comprobar que en vez de ser entes estables, son objetos que presentan un comportamiento muy complejo.

Al empezar a ser observados en los rangos espectrales del ultravioleta, una de sus características sobresalientes fue la de los vientos, es decir, presentan una pérdida de masa en forma continua y rápida.

Además algunos objetos presentan excesos infrarrojos, lo que denota la presencia de material circunestelar. Este material puede una ser reliquia de las etapas de formación de la estrella o material que ha sido perdido por la estrella. Este material al condensarse y formar granos de polvo reprocesa parte de la emisión de la estrella emitiéndola en longitudes de onda del infrarrojo.

Al hacer el diagrama H-R de las estrellas supergigantes de la Galaxia y el de la Nube Mayor de Magallanes, Humphreys y Davidson (1979) se dieron cuenta que a pesar de ser galaxias con historias y contenidos químicos diferentes, los Diagramas H-R que presentaban ambas galaxias son muy similares.

Se puede ver que ambos diagramas presentan un límite superior en luminosidad y que éste presenta una dependencia con la temperatura para las estrellas calientes ($T > 15000$ K.) y es independiente de ella para estrellas con $T < 15000$ K. A esta frontera se le conoce como límite de Humphreys - Davidson. (Figura 1.5)

Al no encontrar estrellas con luminosidades $L > 10^6 L_{\odot}$ y temperaturas bajas, que representarían la parte avanzada de la evolución de las supergigantes con masas iniciales $M > 40-50 M_{\odot}$, Humphreys y Davidson (1979) sugirieron que estas estrellas no evolucionan hacia la región de las gigantes rojas y que en su camino evolutivo, encuentran un límite en el diagrama H-R que hace que entren en una fase de alta pérdida de masa que previene que evolucionen a temperaturas más bajas. Esta fase sería la de LBV.

Utilizando modelos de evolución, Maeder (1981) encontró que si una estrella con masa inicial $M > 40-50 M_{\odot}$ pierde una cantidad apreciable de masa, durante la fase de secuencia principal, el camino evolutivo de la estrella no se va hacia las regiones de baja temperatura sino que hace un lazo y evoluciona hacia la parte azul del diagrama HR. La masa que debe perder una estrella de $50 M_{\odot}$ es $\sim 5-10 M_{\odot}$

para que este fenómeno se presente.

Como se vio la masa que pierde una estrella durante la fase de LBV es $\gtrsim 5 M_{\odot}$ lo que se sumaría a la masa perdida por viento (1 a 2 M_{\odot}). Esta masa perdida haría que el fenómeno del lazo evolutivo se presentara.

En la parte alta del diagrama H-R se encuentran también las estrellas tipo B[e]. Estas estrellas se caracterizan por presentar espectros similares a los de algunas LBV durante las fases estables (ie. líneas de emisión de H, He I, Fe II y [Fe II]), pero sin presentar su variabilidad. En el espectro se observa que las líneas de Fe[II] y Fe II son angostas y que las de H y de He I presentan perfiles anchos, estas últimas pueden presentar además componentes anchas en absorción. En el ultravioleta se observan líneas resonantes con perfiles tipo P Cyg lo que implica vientos con velocidades terminales parecidas a las de las estrellas B normales.

Se conocen varias estrellas de este grupo en las Nubes de Magallanes (Zickgraff et al., 1985, 1986) y las que pertenecen a la Galaxia presentan el problema de que la incertidumbre en su distancia no permite conocer su magnitud absoluta con precisión. El espectro compuesto de las B[e] ha sido explicado por Zickgraff et al. (1986), con un modelo que implica un viento de dos componentes; un viento normal de estrella tipo B que sale bipolarmente en los polos y que en la region ecuatorial es detenido por un disco de excreción que genera un viento denso y lento.

Las estrellas tipo Ofpe/WN, por su parte, también se localizan en la parte alta del diagrama H-R (Walborn, 1977). Estas estrellas presentan un espectro compuesto ya que se observan simultáneamente líneas de alta excitación, características de las estrellas Ofpe, (ie. He II 4866 Å y N III 4634 Å) y líneas de baja excitación típicas de las estrellas WN9 (ie. líneas de H, He I y N II). La estrella prototipo del grupo (R 127 en LMC) presentó un evento tipo LBV (Stahl et al, 1983). Durante el máximo su espectro era idéntico al de S Dor, una LBV conocida, en la misma fase. Posteriormente otras estrellas Of/WN han mostrado eventos de LBV con lo que la relación entre las Ofpe/WN9 y las LBV se confirmó

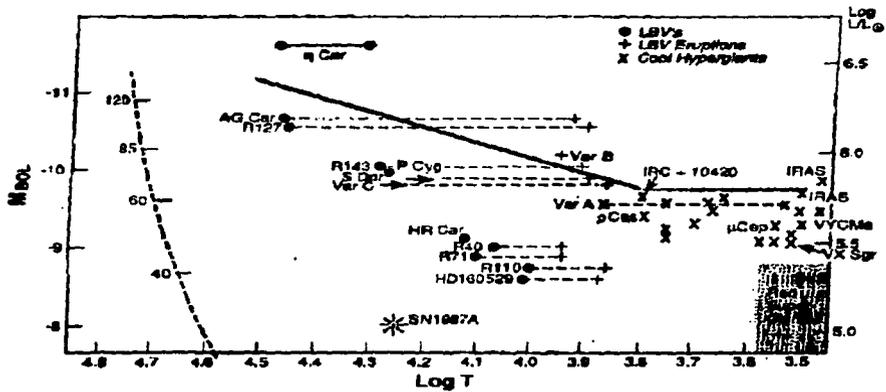


Figura 1.5 Parte alta del diagrama H-R mostrando la localización de las LBV y la B[n]. Las variaciones moderadas simulan un movimiento de las LBV en el diagrama H-R que están marcados con las líneas punteadas. Figura tomada de Humpreys y Davidson (1994).

El panorame se complica aún más con el evento tipo LBV que presentó HD 5980 (Barbá et al. 1995). Esta estrella es un sistema binario que pertenece a la Nube Menor de Magallanes (LMC) y que presentaba un espectro típico de estrella WN6 hasta Octubre de 1994. El brillo aumentó en 2.3 mag. y el espectro óptico presentó líneas brillantes de H I y He I, así como líneas débiles en emisión de N II, Fe II, Si II y Si III. En el ultravioleta el espectro también cambió, aunque algunos cambios ya se habían presentado con anterioridad (Koenigsberger et al, 1994, 1995). El espectro había cambiado de WN3 a WN6 en un período de 13 años (1978 a 1991), el aumento en el brillo fue de 0.45 mag en ese lapso y la velocidad del viento disminuyó por 600 km s⁻¹.

Todos estos tipos de estrellas se cree que se generan durante la evolución de las estrellas muy masivas ($M > 40 M_{\odot}$). Según Humphreys (1989) una posible secuencia evolutiva de una estrella masiva podría ser:

$$O \rightarrow Of \rightarrow LBV \leftrightarrow Of/WN \rightarrow WR$$

Sin embargo a la luz del evento tipo LBV de HD 5980 (Barbá et al. 1996) la secuencia evolutiva:

$$O \rightarrow Of \rightarrow WN \text{ rica en H} \rightarrow LBV \rightarrow WN \text{ pobre en H} \rightarrow WN \text{ sin H} \rightarrow WC$$

propuesta por Langer et al. (1995) parece mas correcta.

En este escenario una estrella presentaría características de Wolf Rayet aún durante la fase de quemado de H en el núcleo. La causa sería que la estrella presenta inestabilidades hidrodinámicas que hacen que tenga un viento intenso y una tasa de pérdida de masa grande, características éstas de las estrellas WR. La siguiente fase sería la de LBV en donde la estrella presenta un enriquecimiento en la cantidad de He y en donde la estrella presentaría las mayores tasas de pérdida de masa. El siguiente estadio sería el de WN pobre en H y sería el estado en el que la estrella empezaría a quemar He en el núcleo.

Otro hecho interesante alrededor de esta secuencia evolutiva es el hecho de que la estrella MCA 1-B (H235 en el catálogo de Spiller, 1992) ha sido reconocida como una estrella tipo WN9 por Smith et al. (1995). Esta estrella, que pertenece a M33,

fué clasificada inicialmente como Of/WN por Willis et al. (1992). Smith et al. (1995) se basan en un trabajo de Crowther et al. (1995) en el que demuestran que R84 (una estrella Of/WN del grupo original de Walborn, 1977) es en realidad un estrella WN9 o 10 ya que las líneas de He II ($\lambda 4542$ y $\lambda 5412$), no son fotosféricas sino que se originan en el viento. Smith et al. arguyen que esta reclasificación de las estrellas Of/WN a estrellas tipo WN tardía (WN9 o WN10) evita la suposición de que representaban estrellas en transición entre los tipos Of y WN.

Ahora que HD 5980 ha regresado a mostrar un espectro WN6 (Koenigsberger, 1996), sería interesante encontrar la cantidad de H que presenta comparada con la encontrada previamente al evento LBV. Es de esperarse que parte de las capas externas ricas en Hidrógeno hayan sido expulsadas durante el evento LBV y que actualmente la razón H a He sea menor. También es de esperarse que presente un exceso en infrarojo y que se de un evento de disminución fotométrica parecido al de WR40 (The et al., 1988) cuando el material expulsado se enfríe y recombine.

Sección 1.3. Variaciones moderadas: pseudofotosfera o pulsación.

Como se vió en la sección 1.1 las LBV sufren de variaciones fotométricas de 1 a 2 mag a intervalos irregulares. Estas variaciones se conocen como variaciones moderadas, para distinguirlas de las variaciones mayores (≥ 3 mag) a las que se conocen como variaciones o erupciones gigantes. Estas variaciones moderadas están relacionadas a cambios en el color de la estrella: la estrella es más azul en el mínimo y más roja en el máximo de brillo. Se ha observado también que la \dot{M} varía de $\sim 10^{-6}$ a $\sim 10^{-4.5} M_{\odot}/\text{año}$ durante las variaciones moderadas. (Lamers, 1989).

La interpretación común que se dá es de origen atmosférico, es decir, por algún mecanismo desconocido la tasa con la que la estrella pierde masa en forma de viento (\dot{M}) aumenta subitamente creando una 'psudofotósfera'. Esta envolvente es ópticamente gruesa y absorbe parte de la radiación UV de la estrella y la reemite en el óptico. Al expandirse la envolvente se enfría y simula la fotósfera de una estrella más roja. Eventualmente la pseudofotósfera deja de ser ópticamente gruesa y permite volver a observar a la estrella directamente.

El mecanismo específico que genera el aumento súbito de \dot{M} no se conoce, se han propuesto modelos que van desde que la estrella sufre un período en el que pulsaciones no radiales cambian la estructura baja del viento, hasta mecanismos en el que el viento sufre un cambio súbito de grado de ionización o de opacidad, haciendo que el depósito de momento de la radiación en el viento sea más eficiente y por lo tanto se transporte más material con él.

Este modelo propone que la luminosidad de la estrella no cambia, es decir que al aumento de brillo en el óptico le corresponde una disminución de brillo en el UV. Observaciones hechas con el IUE durante variaciones moderadas de LBV apuntan a que la magnitud absoluta de la estrella se mantiene constante. (Appenzeller y Wolf, 1982, Leitherer et al., 1985).

Otra forma de ver el problema es suponer que la variación tiene origen en el interior de la estrella. Es decir el radio y la luminosidad de la estrella cambian, y no una envolvente que actúa como pseudo-fotósfera. En este modelo, por lo tanto, se puede interpretar que la estrella es más caliente cuando es más débil en V.

La distribución de energía radiada de una estrella está relacionada con la luminosidad y el radio estelar. Esta distribución no depende de la velocidad del viento ni de la \dot{M} , siempre y cuando el viento sea ópticamente delgado.

Las LBV presentan \dot{M} entre 10^{-6} y $10^{-4} M_{\odot}/\text{año}$ y según de Kotler et al. (1996) el viento es ópticamente delgado en el óptico y el UV en ese rango de \dot{M} . Por lo tanto, la distribución de energía y los colores de la LBV durante las variaciones moderadas son independientes de \dot{M} y de v_{∞} y reflejan cambios en la luminosidad y en el radio estelar.

Lamers (1995) modeló los cambios observados en S Dor, entre 1982 y 1992, (Figura 1.6) utilizando un código para modelar la atmósfera de una estrella masiva con viento fuera de equilibrio termodinámico local (el código ISA, de Kotler et al. 1993). El radio estelar derivado del modelo varió desde $100 R_{\odot}$, durante el mínimo visual, hasta $380 R_{\odot}$ durante la fase de brillo visual máximo. La temperatura cambió de $20\,000$ a $9\,000^{\circ} \text{K}$ y la luminosidad pasó de 1.2×10^6 a $7.9 \times 10^5 L_{\odot}$. En la figura 1.7 se pueden ver los cambios presentados por Lamers (1995).

Generalmente, se supone que la luminosidad de una LBV se mantiene constante durante las variaciones moderadas. Esto se basa en observaciones hechas con el IUE de estrellas tipo LBV durante este tipo de variaciones (por ejemplo R71, Wolf, 1989 y R127, Stahl y Wolf, 1986). Pero la calibración de las observaciones del IUE y la incertidumbre en la corrección por extinción podrían ocultar un cambio de 0.2 dex en la estabilidad de la luminosidad.

Si el cambio de energía que se refleja en la luminosidad perdida por la estrella estuviera siendo usada para expandir las capas externas de la estrella, se puede encontrar, a grandes rasgos, cuanta cantidad de material está implicada en la expansión. Si tomamos los valores derivados por Lamers (1995) para S Dor, encontramos que la luminosidad de la estrella cambia de 1.2×10^6 a $7.9 \times 10^5 L_{\odot}$ en aproximadamente 1700 días. Esto implica una pérdida de energía radiada de:

$$\Delta E_{rad} = \Delta L \times t = 1.2 \times 10^{47} \text{erg}$$

Figura 1.6. Variación moderada de S Dor, durante 1982 a 1992. Imagen tomada de Spoon et al. (1994)

Figura 1.7. Resultados del modelaje de la variación moderada de S Dor. Imagen tomada de Lamers (1996).

Esta energía perdida se usó para expandir las capas externas de la estrella, la cual pasó de tener un radio de $100 R_{\odot}$ a tener un radio de $380 R_{\odot}$. Sin embargo el radio *interno* de la zona expandida no cambia, por lo que podemos suponer un radio medio de la zona expandida que iría de 75 a $200 R_{\odot}$. Ya que la expansión se debe hacer en contra de la atracción gravitacional que haya sobre la zona expandida, la energía utilizada se puede calcular e igualarla a la energía radiativa perdida:

$$\Delta E_{rad} = G M_{ef} M_{exp} \left(\frac{1}{R_{inic}} - \frac{1}{R_{fin}} \right) = \frac{G M_{ef} M_{exp}}{R_{\odot}} \left(\frac{1}{75} - \frac{1}{200} \right)$$

donde M_{exp} es la masa de la zona expandida y M_{ef} es la masa *efectiva* gravitacional de la estrella. Para calcular la masa efectiva se debe tomar en cuenta el empuje generado por la radiación, es decir la presión de radiación. Al tomarla en cuenta podremos suponer que la zona expandida *siente* una masa gravitacional menor que la masa de la estrella ya que la presión de radiación está actuando en contra de la gravedad. Si suponemos que la presión de radiación se debe únicamente a la presión ejercida sobre los electrones libres y que el material es únicamente hidrógeno completamente ionizado (dispersión de Thompson), la masa efectiva será entonces:

$$M_{ef} = M_* \left(1 - \frac{g_{rad}}{g_{grav}} \right) = M_* \left(1 - 2.66 \times 10^{-5} \frac{\left(\frac{L_*}{L_{\odot}} \right)}{\left(\frac{M_*}{M_{\odot}} \right)} \right)$$

Para el caso de S Dor la luminosidad es de $1 \times 10^6 L_{\odot}$ y la masa es de $45 M_{\odot}$, lo que da una masa efectiva de $\sim 18 M_{\odot}$.

Despejando M_{exp} de la ecuación superior el valor que obtenemos es de $0.21 M_{\odot}$ o $0.004 M_*$. Es decir, únicamente 0.004 de la masa de la estrella está implicada en la expansión.

Lamers concluye que debe de haber, en la estructura interna de la estrella, debajo de la fotosfera, en la zona en donde se tengan $0.004 M_*$, un mecanismo que genere una inestabilidad y que sea responsable de este comportamiento.

A la misma conclusión llegan Stothers y Chin (1993) a través del estudio de la estructura de modelos de estrellas masivas. Ellos encuentran que un modo de pulsación radial se genera en la región interna de la estrella en la que la temperatura baja de 5×10^5 K, ya que a esa temperatura la opacidad por los átomos de hierro aumenta muy rápidamente, haciendo que estas zonas se acerquen a una especie de límite de Eddington, que las hará expandirse y enfriarse.

Este comportamiento explicaría porqué únicamente se conoce una LBV en la Nube Menor de Magallanes, mientras que en la Galaxia y en las demás galaxias cercanas el número es de al menos de 4, ya que para que se dé este fenómeno es necesario que la cantidad de metales de la estrella sea alta, contrariamente a lo que sucede en la Nube Menor.

Sección 1.4. Las LBV conocidas

Actualmente se conocen 32 estrellas tipo LBV (34 tomando en cuenta a HD 5980 y a la posible LBV de NGC 2363 [IAUC 6294]) en la Galaxia y en galaxias cercanas.

Las LBV conocidas se distribuyen de la siguiente manera:

- 5 en la Galaxia: η Car, AG Car, HR Car, P Cyg y HD 190529,
- 6 en la Nube Mayor de Magallanes: S Dor, R 71, R127, R 110, R143, HDE 269582
- 1 (2) en la Nube Menor de Magallanes: R40 (y HD 5980)
- 4 en M31: AE And, AF And, Var A-1 y Var 15,
- 4 en M33: Var B, Var C, Var 2 y Var 83,
- 5 en NGC 2403: Var 12, Var 22, Var 35, Var 37 y Var 38,
- 3 en M81: I1, I2, I3,
- 3 en M101: V1, V2, V10 y
- 1 en NGC 1058: SN 1961V,¹
- (1 en NGC 2363: IAUC 6294)

Si suponemos que la fase WR es posterior a la fase LBV y además que todas las LBV sobreviven de esta fase para convertirse en WR podemos encontrar el tiempo de vida de la fase LBV si comparamos los números de estrellas en la fase WR con el de estrellas en la fase LBV, siempre y cuando la estadística esté completa, es decir que conozcamos todos los casos de LBV y de WR en una galaxia dada.

En el caso de la Galaxia no tenemos esos números ya que es posible que existan más de este tipo de estrellas que las que conocemos. (Ver por ejemplo el caso del cúmulo de probables LBV hacia el centro de la Galaxia, Krabe et al., 1991).

Para el caso de galaxias cercanas en algunas de ellas, los números de estrellas LBV y WR si pueden ser completos, como en LMC. Esta galaxia es cercana y se tiene la confianza de que casi todas las WR son conocidas, según van der Hucht (1991) existen 115 estrellas tipo WR y como se vió, 6 LBV. Al hacer el cociente $N(\text{LBV})/N(\text{WR}) = 0.05$ y multiplicarlo por el tiempo de vida de la fase WR (5×10^5 años según Maeder y Meynet, 1987) obtenemos un tiempo de vida de la fase LBV $\sim 26,000$ años.

¹La SN 1961V mostró un comportamiento similar a la erupción de η Carinae durante el siglo pasado.

Para el caso de M 33 el número de estrellas tipo WR conocidas es también ~ 100 (96 según van der Hucht, 1991) pero es de esperarse que existan más ya que algunas WR de tipo tardío (WN9 y WN10) no son fáciles de reconocer en las búsquedas que se hacen para encontrar estrellas WR. En M 33 se conocen únicamente 4 LBV y es de esperarse que existan algunas LBV que no hayan sido identificadas. Las características de las LBV conocidas de M33 se presentan en la tabla 1.1.

Tabla 1.1
Estrellas tipo LBV que pertenecen a M33

Estrella	AR	Dec	$\langle m_v \rangle$	T	$\log L/L_{\odot}$	M_{Bol}
	[^h ^m ^s]	[^o ' "]	mag			mag
Var B	1 33 49.4	30 38 07	15.50	9000	$6.05 \pm .05$	-10.4
Var C	1 33 25.5	30 35 58	16.61	15 000	$5.08 \pm .05$	-9.8
Var 83	1 34 10.9	30 34 38	16.46	$\sim 30\ 000$	> 6.35	< 11.1
Var 2	1 34 18.5	30 38 36	18.11			

Como se vió la fase LBV se caracteriza por las variaciones tanto fotométricas como espectrales, pero estas pueden presentarse de forma muy esporádica pudiendo pasar décadas sin que la estrella varíe. Una forma de identificar estrellas que puedan ser candidatas a LBV es buscar aquellas estrellas que presenten espectros tipo LBV, es decir espectros como P Cyg (dominado por líneas de emisión de H, He, y Fe II) o espectros del tipo Ofpe/WN9.

En la Galaxia o en M31 esta búsqueda sería difícil ya que el polvo a lo largo del disco nos oscurecerá las estrellas. En el caso de M33 esta búsqueda será más fácil ya que esta galaxia se nos muestra casi de frente y la absorción por polvo es mínima. Una desventaja es que a la distancia de M33 ($DM \sim 24.73$ mag., Huterer et al, 1995) las LBV tendrán magnitudes mayores a 15 mag, lo que permitirá únicamente obtener espectros de baja dispersión.

Para facilitar más la búsqueda es conveniente observar únicamente aquellos objetos que muestren emisión en $H\alpha$. Un catálogo de objetos que muestran esta emisión y que pertenecen a M33 fue producido por Spiller (1992) y fué el que se utilizó para este trabajo. Dicho catálogo se presenta en el siguiente capítulo.

Sección 1.5. Condiciones físicas en las atmósferas extendidas

En algunas estrellas, el problema de transporte de radiación a través de la atmósfera se puede aproximar con un tratamiento plano paralelo, es decir, se puede suponer que la atmósfera se comporta como un material gaseoso ionizado en donde la temperatura y la densidad varían únicamente con la distancia a la estrella y que la altura máxima de la atmósfera es una fracción pequeña del radio estelar.

Este no es el caso de las estrellas masivas ($M_* \gtrsim 20 M_{\odot}$). Estas estrellas poseen atmósferas cuya altura característica es una fracción importante de o mayor que el radio de la estrella. El tratamiento del transporte radiativo se complica ya que se tiene que tomar en cuenta la emisión que proviene de lugares de la atmósfera que no están sobrepuestos sobre el disco estelar (desde el punto de vista del observador). Siguiendo las leyes de Kirckoff uno espera encontrar emisión pura de estas partes de la atmósfera, en contraste con la absorción de radiación en regiones específicas del espectro (líneas espectrales), que se observan en las regiones de la atmósfera que se encuentran sobrepuestas al disco estelar. las estrellas masivas presentan tipos espectrales A temprno, B, O y WR.

Otra característica importante de las atmósferas extendidas es que no son estáticas sino que presentan flujos continuos de material conocidos como vientos estelares. El material perdido a través del viento es una fracción apreciable de la masa estelar y puede ser $\sim 10^{-5} - 10^{-6} M_{\odot}/\text{año}$ para estrellas de tipo O y B. Un efecto de este hecho es que el material que la estrella pierde en forma continua afecta su historia evolutiva y se ven afectados también la estructura, dinámica y composición química del material que rodea a la estrella.

Todas las estrellas masivas presentan este tipo de fenómenos pero en donde es más notable es en las estrellas tipo Wolf Rayet. Estas son estrellas que presentan un espectro dominado por líneas en emisión con perfiles tipo P Cisne, esto es, perfiles con una componente en absorción en la parte azul y emisión en la parte roja de la línea. Los anchos de las absorciones pueden llegar a medir hasta 3000 ó 4000 $km s^{-1}$ mientras que el ancho de las emisiones son del orden de cientos de $km s^{-1}$. Utilizando la velocidad terminal, es decir, la velocidad del borde mas azul del perfil P Cisne y parámetros atómicos de las líneas resonantes en el ultravioleta, es posible inferir la cantidad de material que está perdiendo la estrella en forma de viento. La tasa con la cual se pierde este material, denotada por \dot{M} es del orden de 10^{-6}

M_{\odot} /año. El espectro presenta líneas de especies de distintos grados de ionización (He II, N III, N IV, O IV, etc) y en algunas de estas estrellas se observan absorciones de líneas de H.

Las estrellas tipo O, por su parte, presentan velocidades terminales que van de 1000 a 2500 $km s^{-1}$ y presentan \dot{M} de 10^{-6} a 10^{-7} M_{\odot} /año.

El mecanismo que impulsa al viento de las estrellas masivas es el momento de la radiación estelar que es depositado a través de las líneas espectrales. Los vientos presentan un gradiente en velocidad alto lo que permite que el viento interactúe con otras regiones del continuo, además de las que están centradas en la longitud de onda en reposo de las líneas, de esta manera gran parte del momento de la radiación de la estrella es transferido a las capas externas de la atmósfera.

Utilizando la ecuación de conservación de masa o ecuación de continuidad, obtenemos que la cantidad de material perdido es una constante, que podemos denotar como:

$$\dot{M} = 4\pi\rho(r)v(r)r^2$$

y utilizando valores típicos de vientos obtenemos:

$$n = 3.27 \times 10^{10} \left(\frac{\dot{M}}{10^{-6} M_{\odot}/año} \right) \left(\frac{r}{20 R_{\odot}} \right)^{-2} \left(\frac{v}{1000 km s^{-1}} \right)^{-1}$$

donde n es la densidad numérica de las partículas del viento, \dot{M} esta en unidades de $10^{-6} M_{\odot}/año$, la distancia r en unidades de $20 R_{\odot}$ y la velocidad en unidades de $1000 km s^{-1}$. Esta ecuación nos permite conocer la densidad del viento en cualquier punto r si conocemos también la velocidad. Para el caso de una estrella tipo O 9.5 I, donde la tasa de pérdida de masa medida es de $3.9 \times 10^{-6} M_{\odot}/año$ y la velocidad terminal V_{∞} observada es de $1550 km s^{-1}$, la densidad será de:

$$n = 8.23 \times 10^{10} (d)^{-2}$$

donde d es la distancia en la que se alcanza la velocidad terminal en unidades del $20 R_{\odot}$. Si suponemos que esta distancia es de $1000 R_{\odot}$, la densidad será de 3.29×10^7 , muy por encima de las densidades encontradas en las regiones H II típicas (ver abajo).

En regiones H II, como se verá en el Apéndice B, son importantes las emisiones prohibidas de líneas de niveles metaestables, ([O III], [S II]) pero en las atmósferas

extendidas de las estrellas masivas, debido a la densidad tan alta, estas líneas no aparecen ya que son desexcitadas colisionalmente antes de que sufran una transición espontánea.

Conociendo los coeficientes respectivos es posible calcular una densidad en la cual las transiciones colisionales son importantes frente a las desexcitaciones radiativas,

$$N_c = \sum A_{ij} / \sum q_{ij}$$

para densidades electrónicas $n_e > N_c$ las transiciones colisionales son importantes. Para el caso de las líneas del doblete del [O III] 5007 y 4959 Å la densidad crítica $N_c \sim 6.5 \times 10^5$ por lo que es difícil que estas líneas aparezcan en el espectro de la estrella.

El espectro de las estrellas masivas con atmósferas extendidas presenta emisión en las líneas de H y He I (tipos espectrales A y B), se presentan emisiones en líneas de He II únicamente en las estrellas más calientes (tipo O o WR). Los continuos son azules y en algunas ocasiones presentan excesos en el infrarrojo.

En el caso de las estrellas tipo B[e] (y algunas LBV) además de las líneas de H y He en emisión se presentan también emisiones en líneas de Fe II, [Fe II] y [O I]. Estas líneas se generan en regiones de baja ionización y densidad relativamente baja.

En el caso de las B[e] se cree que presentan viento bimodal debido a que la velocidad de rotación de la estrella es alta, esto origina que la parte del viento que está en la región ecuatorial tenga una velocidad terminal menor, creando una especie de disco denso que se expande lentamente. Los bordes exteriores de estos discos presentan temperaturas cercanas a 10^4 por lo que los átomos de Fe se encuentran neutros o ionizados una sola vez, la densidad en estos puntos es cerca a 10^6 mientras que las densidades electrónicas críticas para la emisión de [Fe II] son mucho mayores (Bautista et al. 1996).

En el caso de las LBV no se sabe que sean rotadores rápidos, pero la estructura de la envolvente de η Carina observada por el HST, apunta a una distribución de disco.

Sección 1.6. Objetivos del presente trabajo.

Como se vió en la sección 1.4 el número de LBV conocidas en la Galaxia M 33 puede no representar el número total de ellas, ya que por las características de las variaciones, éstas se presentan esporádicamente, pudiendo pasar décadas sin que una estrella en particular varíe.

Una forma de aumentar los números de estrellas tipo LBV en cualquier galaxia es buscar aquellas estrellas que presenten alguna de las características (no todas) que definen a las LBV.

Una característica que es fácil de observar es el espectro. Como se vió en la sección 1.1, algunas LBV, durante la fase de mínimo, presentan espectros ópticos que son dominados por líneas de emisión de H, He y líneas de Fe II y [Fe II], otras LBV presentan espectros tipo Ofpe/WN9 que se caracterizan por presentar líneas de alta excitación (He II, N III) y de baja excitación (H, He I y N II) simultáneamente. Estos dos tipos de espectros son fácilmente reconocidos y no se pueden confundir con el espectro de estrellas supergigantes calientes normales, caracterizados por líneas en absorción de H y He. Algunas supergigantes presentan estas líneas en emisión, producto de la atmósfera extendida que poseen, pero no presentan las líneas de Fe II o [Fe II].

Los dos espectros característicos de LBV tienen en común que presentan la línea H α en emisión, por lo que observando únicamente aquellos objetos con apariencia estelar que presenten emisión en esta línea se podrán encontrar objetos que sean candidatos a LBV.

Entre los objetos que presentan H α en emisión se encontrarán también regiones H II aisladas, pero como se ve en el apéndice B. el espectro de estos objetos presenta líneas en emisión de [O III], que son fácilmente reconocidas.

El objetivo de este trabajo es encontrar aquellas estrellas que sean candidatas a LBV entre una muestra de objetos que presenten emisión en H α . Esta búsqueda de hará obteniendo el espectro de baja dispersión de los objetos de la muestra y encontrando aquellos que presenten espectros característicos de LBV.

Capítulo 2: Los objetos de la muestra

Como se vió en el capítulo anterior se planeó observar aquellos objetos que presenten emisión en la línea de $H\alpha$ y que pertenescan a M 33. Existen algunos catálogos que listan objetos con esas características, por ejemplo, Courtès et al. (1987) presentó un catálogo de regiones con emisión en $H\alpha$, utilizando placas tomadas con el telescopio de 6 mts. del SAO. El encontró 748 regiones en emisión dando una imagen del medio interestelar de M 33 dominada por burbujas y filamentos. Los tamaños de estas regiones varían de 1 a 50 "y es de esperarse que entre ellas se encuentren estrellas individuales con emisión en $H\alpha$ sin que tengan una región H II asociada.

Otro catálogo es el de Spiller (1992), que observó a M 33 utilizando varios filtros. Este catálogo fué el que se utilizó para escoger los objetos a observar y sus características se verán más adelante.

Recientemente Calzetti et al. (1996) presentaron un catálogo de objetos con emisión en $H\alpha$ preparado a partir de placas fotográficas tomadas con el telescopio de 4 mt de Kitt Peak. Este catálogo lista objetos con magnitudes visuales mayores que los objetos listados por Spiller (1992), pero se concentra unicamente en la parte central de M 33. Debido a que ya se habían observado algunos de los objetos del catálogo de Spiller y a que éste nos permitía hacer una discriminación previa de los objetos debido a que se observaron en varios filtros, se decidió unicamente utilizar el catálogo de Calzetti et al. como referencia para comparar los objetos comunes en los dos catálogos.

Sección 2.1. El catálogo de Spiller (1992).

Con el fin de aislar los objetos de M33 que presentan emisión en la línea $H\alpha$, Franz Spiller del LSW de Heidelberg, Alemania, realizó un trabajo observacional muy interesante. Utilizando imágenes tomadas a través de filtros angostos aisló aquellas estrellas que podían ser probables estrellas tipo LBV y aquellas que presentaban características de estrellas con regiones H II pequeñas. Utilizó filtros centrados en la línea $H\alpha$ y en las líneas del O[III] (λ 4959 y 5007) y filtros centrados en los continuos adyacentes. La información de los filtros se da en la tabla 2.1.

Tabla 2.1
Filtros usados por Spiller

Filtro	Longitud de Onda Central	FWHM	Transmision
H α	6581 Å	38 Å	35.7 %
H α <i>cont</i>	6466 Å	117 Å	56.0 %
[O III]	5028 Å	33 Å	48.0 %
[O III] <i>cont</i>	5195 Å	107 Å	51.0 %

Posteriormente encontró las magnitudes instrumentales de las estrellas individuales y comparó los brillos de las estrellas en las imágenes tomadas con los filtros centrados en las líneas con sus brillos en las imágenes del continuo correspondiente. Aquellas estrellas que mostraron mayor brillo en las imágenes en la línea son las que presentan esas líneas espectrales en emisión en sus espectros.

Las 2 listas de objetos, aquellas con emisión en H α y aquellas con emisión en [O III] se correlacionaron y se buscaron aquellos objetos comunes. Estos objetos se nombraron objetos **H**, es decir objetos que presentan emisión en la línea H α y en las líneas del [O III] y que muy probablemente son estrellas (o cúmulos compactos) con una region H II alrededor.

Aquellos objetos que mostraron emisión en la línea H α pero que en las imágenes de [O III] (en la línea y en el continuo) fueron del mismo brillo se clasificaron como objetos **S**; es decir objetos que unicamente presentan emisión de H α . Algunos objetos unicamente aparecieron en las imágenes de H α y son muy débiles para aparecer en las imágenes de [O III], estos objetos, se clasificaron como objetos **K** si el color formado por las magnitudes de los filtros del continuo de [O III] y del continuo de H α mostraron una diferencia mayor a 0.2 mag, es decir mostraban un color azul.

Aquellos objetos que se clasifican como tipo **S** y tipo **K** serán las más probables a tener espectros tipo LBV.

Resumiendo:

objetos tipo **H** \rightarrow emisión en H α y en [O III]

objetos tipo **S** \rightarrow emisión en H α y no emisión en [O III]

objetos tipo **K** \rightarrow emisión en H α y color azul ($m_{[OIII]cont} - m_{H\alpha cont} < 0.2$)

Para encontrar la magnitud visual de los objetos, Spiller también tomó imágenes a través de un filtro V de Johnson de los mismos campos y de campos de estrellas con fotometría conocida para pasar al sistema estandar.

La resolución espacial de las imágenes de Spiller fué de $\sim 1.55''$, que a la distancia de M33 corresponde a ~ 6.5 pc. Es por eso que no es posible diferenciar entre una estrella aislada y un cúmulo compacto.

El catálogo de Spiller consta de 59 objetos **S**, 55 objetos **H** y 61 objetos **K**. Se observaron únicamente 24 objetos **S**, 7 objetos **H** y 6 objetos **K**. La información de los objetos observados así como la bitácora de las observaciones se despliega en el capítulo 3: **Observaciones y Reducción de los datos.**

Capítulo 3: Observación y Reducción de los Datos

En este capítulo se verán las características de los objetos observados en M 33 (sección 3.1), así como también se dará una descripción del LFOSC (sección 3.2), que fué el instrumento utilizado para obtener los espectros de baja dispersión de los objetos.

Por último se dará una visión global de los procesos de reducción de los espectros (sección 3.3), dejando la descripción detallada de ellos para el Apéndice A.

Sección 3.1. Los Objetos Observados

Los objetos observados, como ya se dijo en el capítulo 2 fueron escogidos de un catálogo de objetos con emisión en la línea de $H\alpha$ generado por Spiller (1992). La información de los objetos observados se despliega en la tabla 3.1. Estos objetos son aquellos cuyas magnitudes visuales fueron menores a mag 18, ya que como se utilizó el telescopio de 2 mt del Observatorio Guillermo Haro, ésta fué la magnitud límite a la cual se pudieron obtener espectros con señal a ruido baja, pero suficiente para observar las líneas de emisión.

En las figuras 3.1 a 3.6 se muestran las cartas de identificación de los objetos observados, estas cartas, tomadas de Spiller (1992), se generaron a partir de imágenes directas y solo se graficaron las posiciones de las estrellas.

Como se ve en la tabla 3.1, las observaciones (24 objetos **S**, 7 objetos **H** y 6 objetos **K**) se centraron en los objetos **S** ya que son más brillantes que los objetos **K** (y por lo tanto necesitarían menor tiempo de integración). Los objetos **H**, como se explicó en el capítulo 2 son objetos que presentan emisión en la línea $H\alpha$ y en las líneas del [O III], muy probablemente son regiones H II. Sin embargo Spiller (1992) presenta en su Tesis el espectro de **H108** y encuentra que presenta un espectro tipo Of/WN, es decir es un posible candidato a ser LBV en fase estable. Otro objeto interesante es **H235**, Willis et al. (1992) encuentran que presenta un espectro Ofpe/WN9, otra candidata a LBV.

¿ Porqué estos objetos fueron clasificados como objetos **H** sin tener emisión en las líneas de [O III]?

El espectro de los objetos Of/WN presentan líneas de He II, He I, y N en varios grados de ionización, una línea intensa es He I λ 5021 Å que cae dentro del ancho de banda del filtro que se usó para aislar las estrellas con emisión en O [III] (ver tabla 2.1). es importante, por lo tanto, observar también los objetos **H** para confirmar que presentan espectro de región H II. Debido al diseño del instrumento (el LFOSC) no es posible observar objetos cuya separación en declinación sea $< 6''$ utilizando una sola mascarilla. (ver sección 3.2). Es por eso que solamente aquellos objetos **K** y **H** que no interferían con los espectros de los objetos **S** fueron los que se observaron.

Las observaciones se llevaron a cabo en varias temporadas durante 1992, 93 y 94. La tabla 3.2 muestra la bitácora de observación. Las cifras en paréntesis son los tiempos de integración, durante cada día, medidos en horas.

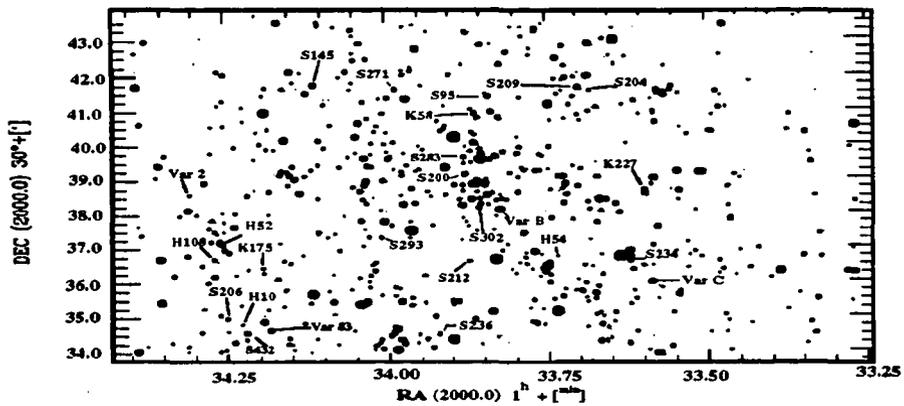


Fig 3.1 Las estrellas observadas.

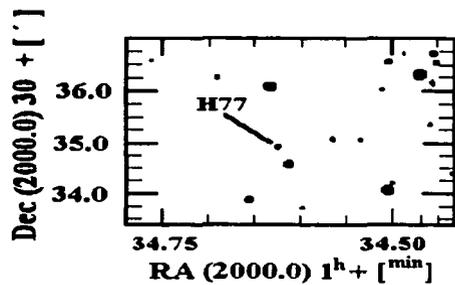


Fig 3.2 Las estrellas observadas.

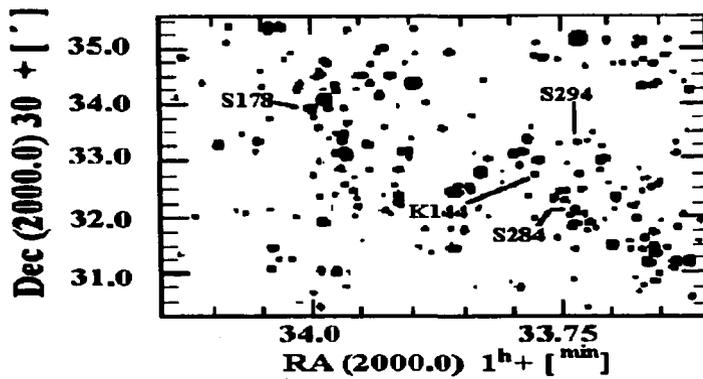


Fig 3.3 Las estrellas observadas.

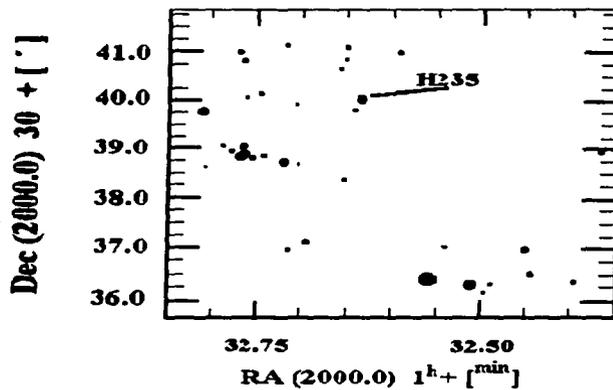


Fig 3.4 Las estrellas observadas.

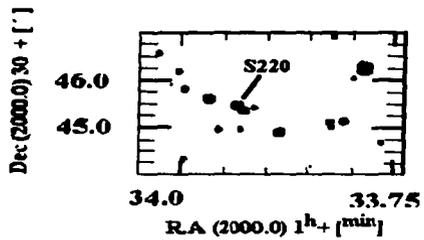


Fig 3.5 Las estrellas observadas.

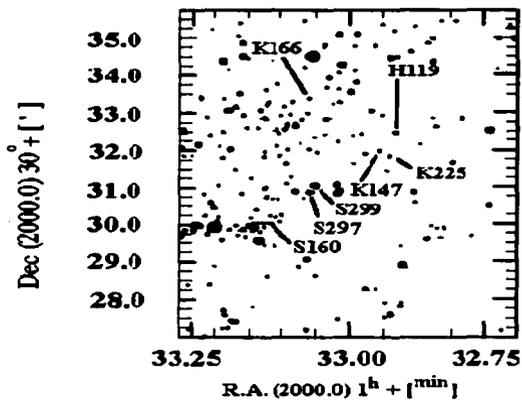


Fig 3.6 Las estrellas observadas.

Tabla 2.1
Estrellas Observadas

Nombre	AR	Dec	V	mag H α LC
	[h m s]	[° ' "]		
S95	1 33 50.4	30 41 27.3	16.75	-1.96
S145	1 34 06.8	30 41 45.1	16.01	-1.57
S159	1 34 06.7	30 41 45.8	15.95	-1.42
S160	1 33 09.0	30 29 57.1	16.97	-1.42
S178	1 33 59.9	30 33 55.3	16.26	-1.21
S193	1 33 39.6	30 45 41.8	17.18	-1.06
S200	1 33 52.6	30 39 08.5	16.45	-0.93
S204	1 33 40.7	30 41 37.7	17.48	-0.92
S206	1 34 15.1	30 34 59.2	17.54	-0.91
S209	1 33 41.8	30 41 44.5	16.70	-0.90
S212	1 33 52.2	30 36 37.0	17.76	-0.88
S220	1 33 56.1	30 45 28.4	14.91	-0.81
S234	1 33 37.2	30 36 36.4	16.26	-0.67
S236	1 33 55.3	30 34 30.3	17.04	-0.65
S261	1 34 14.3	30 37 39.4	16.78	-0.53
S271	1 33 59.2	30 41 36.6	16.88	-0.48
S283	1 33 52.7	30 39 38.2	17.34	-0.44
S284	1 33 44.1	30 32 07.5	16.72	-0.43
S293	1 34 06.0	30 37 18.1	17.89	-0.40
S294	1 33 44.0	30 33 17.9	17.78	-0.40
S297	1 33 03.5	30 30 51.8	17.22	-0.38
S299	1 33 03.1	30 31 02.3	16.62	-0.38
S302	1 33 51.2	30 38 17.3	16.75	-0.37
S432	1 34 13.3	30 34 33.7	16.61	-0.14

Tabla 2.1 (cont.)

Nombre	AR			Dec			V	mag H α LC
	[h	m	s]	[o	'	"]		
H10	1	34	13.7	30	34	49.4	18.28	-2.74
H52	1	34	15.7	30	37	11.8	16.15	-2.26
H54	1	33	44.0	30	36	44.1	18.46	-2.23
H77	1	34	37.5	30	34	55.6	18.13	-2.10
H108	1	34	16.2	30	36	41.8	17.84	-1.87
H119	1	32	55.9	30	32	28.6	17.62	-1.79
H235	1	32	38.0	30	40	03.8	16.75	-0.66
K58	1	33	51.7	30	40	58.2	17.33	-2.21
K144	1	33	46.6	30	32	44.6	18.41	-1.59
K147	1	32	57.3	30	31	58.3	18.05	-1.53
K166	1	33	03.5	30	33	24.0	18.31	-1.33
K175	1	34	11.6	30	36	25.9	17.54	-1.24
K225	1	32	56.5	30	31	49.5	17.51	-0.77

Tabla 2.2
Observaciones

Estrella	Grisma 1	Grisma 3	Estrella	Grisma 1	Grisma 3
S95	Nov 10, 93 (2)	Nov 10, 93 (1) Dic 3, 93 (2)	S145	Nov 8, 93 (2)	Nov 8, 93 (1) Nov 9, 93 (2)
S159	Oct 15, 92 (3)	Oct 16, 92 (3)	S160	Ene 8, 93 (2)	Ene 8, 93 (2)
S178	Nov 9, 93 (2)	Nov 9, 93 (1) Dic 2, 93 (2)	S193	Nov 10, 93 (2)	Nov 10, 93 (1) Dic 3, 93 (2)
S200	Nov 8, 93 (2)	Nov 8, 93 (1) Nov 9, 93 (2)	S204	Nov 10, 93 (2)	Nov 10, 93 (1) Dic 3, 93 (2)
S206	Ene 3, 94 (2)	Ene 3, 94 (1) Ene 4, 94 (3)	S209	Nov 10, 93 (2)	Nov 10, 93 (1) Dic 3, 93 (2)
S212	Oct 19, 92 (2) Oct 20, 92 (2)	Oct 20, 92 (3)	S220	Nov 10, 93 (2)	Nov 10, 93 (1) Dic 3, 93 (2)
S234	Oct 23, 92 (3)	Oct 23, 92 (2) Oct 24, 92 (2)	S236	Oct 19, 92 (2) Oct 20, 92 (2)	Oct 20, 92 (3)
S261	Ene 3, 94 (2)	Ene 3, 94 (1) Ene 4, 94 (3)	S271	Nov 8, 93 (2)	Nov 8, 93 (1) Nov 9, 93 (2)
S283	Nov 8, 93 (2)	Nov 8, 93 (1) Nov 9, 93 (2)	S284	Nov 9, 93 (2)	Nov 9, 93 (1) Dic 2, 93 (2)
S293	Nov 8, 93 (2)	Nov 8, 93 (1) Nov 9, 93 (2)	S294	Nov 9, 93 (2)	Nov 9, 93 (1) Dic 2, 93 (2)
S297	Ene 8, 93 (2)	Ene 8, 93 (2)	S299	Ene 8, 93 (2)	Ene 8, 93 (2)
S302	Nov 8, 93 (2)	Nov 8, 93 (1) Nov 9, 93 (2)	S432	Ene 3, 94 (2)	Ene 3, 94 (1) Ene 4, 94 (3)
H10	Ene 3, 94 (2)	Ene 3, 94 (1) Ene 4, 94 (3)	H52	Ene 3, 94 (2)	Ene 3, 94 (1) Ene 4, 94 (3)
H54	Oct 23, 92 (3)	Oct 23, 92 (2) Oct 24, 92 (2)	H77	Nov 23, 92 (3)	Nov 24, 92 (3)
H108	Ene 3, 94 (2)	Ene 3, 94 (1) Ene 4, 94 (3)	H119	Ene 8, 93 (2)	Ene 8, 93 (2)
			H235	Ene 7, 94 (2)	Ene 7, 94 (2)

Tabla 2.2 (cont.)

Estrella	Grisma 1	Grisma 3	Estrella	Grisma 1	Grisma 3
K58	Nov 10, 93 (2)	Nov 10, 93 (1) Dic 3, 93 (2)	K144	Nov 9, 93 (2)	NOv 9, 93 (2) Dic 2, 93 (2)
K147	Ene 8, 93 (2)	Ene 8, 93 (2)	K166	Ene 8, 93 (2)	Ene 8, 93 (2)
K175	Ene 3, 94 (2)	Ene 3, 94 (1)	K225	Ene 8, 93 (2)	Ene 8, 93 (2)

Sección 3.2. El LFOSC

Todas las observaciones se hicieron en el Observatorio 'Guillermo Haro' que se encuentra en la Sierra de la Mariquita de Cananea, Son. El Observatorio es manejado por el I.N.A.O.E. y cuenta con un telescopio tipo Ritchie-Chretien con una óptica principal de 2.1 mts. y con una razón focal $f/12$. El Observatorio está localizado a $110^{\circ} 23' 4''$ de Longitud Oeste y a $31^{\circ} 3' 11''$ de Latitud Norte.

Las observaciones se hicieron con la Cámara Espectroscópica para Objetos Débiles (**LFOSC**, *Landessternewarte Faint Objects Spectroscopic Camera*) propiedad del Landessternewarte de Heidelberg, Alemania.

Ya que las fuentes a observar son miembros de una galaxias y por lo tanto se encuentran cercanas las unas a las otras en el cielo, el utilizar un espectrógrafo multiobjetos ahorra tiempo de observación. Además se tratan de objetos débiles ($m_v \geq 15$) y fue necesario utilizar un espectrógrafo que fuese rápido y con el cual los tiempos de integración no fuesen muy largos.

Existen dos diseños principales de espectrógrafos multiobjetos: los que utilizan fibras ópticas para redireccionar la luz de los objetos de interés y los que por medio de máscaras los aislan del resto de las fuentes en la imagen.

El **LFOSC** utiliza la segunda estrategia para aislar las fuentes de interés, es decir por medio de máscaras se suprime la luz de los objetos no deseados. Una descripción del instrumento y del modo de uso se encuentra en Corral et al. (1992).

La idea básica del instrumento es que a partir de una imagen del campo de interés, tomada por el instrumento en su modo de operación como Cámara Directa, se puedan aislar las fuentes que se deseen observar por medio de una máscara. Teniendo esta máscara en el plano focal del instrumento, la luz de las fuentes de interés es dispersada por medio de un grisma y el espectro se registra en el mismo CCD que se utilizó para obtener la imagen directa. El cambio de modo de operación (Cámara Directa \longleftrightarrow espectrógrafo) es sencillo y rápido.

Para lograr que el campo observado por el **LFOSC** sea grande, éste tiene un reductor focal integrado que pasa de un número focal $f/12$ del telescopio a un $f/2.4$. Las dimensiones del campo observado son $6' \times 10'$.

El CCD que se utiliza para la obtención de imágenes tanto directas como espectrales, es un CCD Thompson de 600 x 400 píxeles cuadrados de 25 μm .

La cobertura espectral va de 4000 a 10000 Å y la respuesta máxima se encuentra alrededor de 5800 Å .

El LFOSC posee también una rueda de filtros para la adquisición de imágenes directas, normalmente están instalados los filtros V y B de Johnson y los filtros R e I de Coussins, además de un filtro centrado en $\text{H}\alpha$.

Para dispersar la luz de las fuentes de interés se utiliza un grisma, que puede ser cualquiera de los 2 disponibles en el LFOSC. El conocido como G1 da espectros con dispersiones de 13 $\text{Å}/\text{pixel}$ y el G3 da espectros con dispersión de 21 $\text{Å}/\text{pixel}$.

Las máscaras para aislar la luz de los objetos de interés se fabrican en el Observatorio, con un taladro manejado por computadora y que puede posicionar la broca con precisiones de 10 μm . La definición de las posiciones de las rendijas se hace a partir de una imagen directa del campo, con la ayuda de una PC.

Las máscaras para aislar los objetos se instalan en el LFOSC en una rueda, que acepta hasta 6 máscaras distintas. Esta rueda de máscaras se encuentra en el plano focal del telescopio y se puede posicionar para utilizar cualquiera de las máscaras.

Ya que la posición de las rendijas de los objetos de interés está dada por la posición de estos objetos en la imagen del campo y ya que como elemento dispersor se utiliza un grisma, la cobertura espectral no es la misma para todos los objetos. Es decir, cuando se utiliza un grisma como elemento dispersor el espectro que se genera está "centrado" en la posición de la fuente luminosa (ver la figura 3.7). Ya que las fuentes luminosas se encuentran en distintas posiciones de la imagen y de que el CCD es finito, parte de algunos espectros caerá fuera del CCD y no serán registrados. Esto no sucede en los espectrógrafos multiobjetos que utilizan fibras ópticas, ya que es posible ajustar la posición de éstas fibras al entrar al espectrógrafo y obtener espectros con la misma cobertura de todos los objetos.

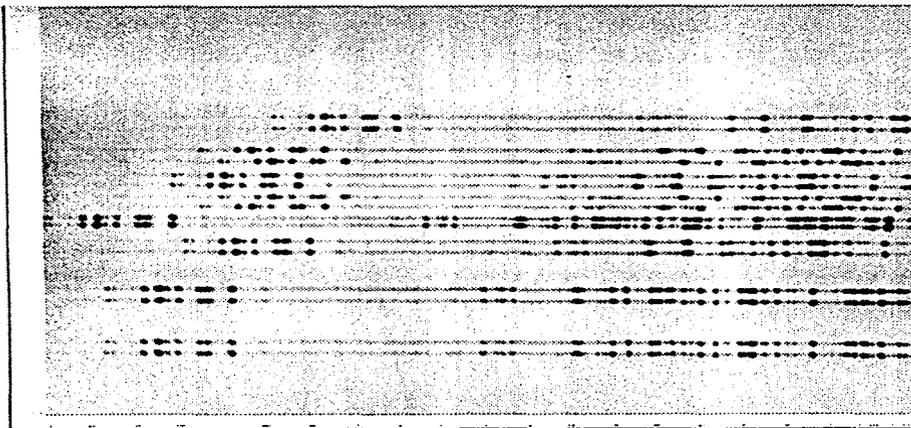


Fig 3.7 Imagen espectral del LFOSC , donde se muestra las distintas coberturas espectrales de los espectros obtenidos.

Para reducir los espectros, es decir, obtener la conversión a longitud de onda, el **LFOSC** posee lamparas de Neón y de Xenón, además de una lámpara de luz blanca de Halógeno que se utiliza para obtener espectros de campo plano.

El **LFOSC** posee además una cámara CCD intensificada de lectura televisiva que se utiliza como cámara de guiado, la imagen de esta cámara se despliega continuamente en un monitor. Esta cámara ve una pequeña región del cielo ($3' \times 3'$) utilizando espejos fijos, por lo que no es posible moverla para escoger el campo de guiado, además esta región de guiado es distinta a la que se observa con el CCD de adquisición de imágenes. En el caso de que ninguna estrella de guiado esté presente, es necesario mover el telescopio o girar la platina del telescopio hasta encontrar alguna. De cualquier manera algunas veces no será posible observar algunas regiones del cielo ya que no se encuentran estrellas de guiado cercanas.

El procedimiento de observacion con el **LFOSC** es el siguiente:

- 1) Se toma una imagen directa del campo de interés, la cual se usará como base para fabricar las mascarillas. Para resaltar los objetos de interés se pueden usar alguno de los filtros disponibles. Se debe tener cuidado de que se observe al menos una estrella que sirva para guiar en el monitor de guiado, de otra manera se tendrá que cambiar la posición del telescopio hasta que se tenga alguna disponible.
- 2) Utilizando la imagen directa se escogen los objetos a observar. Al mismo tiempo se definen posiciones en las cuales no se observen estrellas para hacer rendijas en la máscara que servirán para obtener el espectro del cielo. Estas posiciones tienen la misma AR del objeto y varían en Dec únicamente. Se escogen 3 o 4 posiciones del cielo para poder hacer una buena substracción del espectro del cielo. La máscara con las posiciones de las rendijas, como ya se dijo, se fabrican con un taladro de movimiento numérico. La broca que se utilizó fue de 0.2 mm lo que corresponde a 1.5" en el plano focal del telescopio.
- 3) La máscara se coloca en la rueda de mascarillas y se gira para que la máscara este en el eje focal del instrumento. Se checa la posición de la máscara con respecto al cielo para asegurarse que las estrellas estén sobre las rendijas que les corresponde. Al tener las estrellas centradas la estrella de guiado se centra con un cursor electrónico que se genera sobre la pantalla de guiado. Se mueve la rueda de grismas hasta tener

el grisma deseado en el camino óptico del instrumento y se empieza la integración de la imagen espectral en el CCD. Durante la adquisición de la imagen espectral se debe corregir la posición del telescopio regularmente, utilizando como referencia la estrella de guiado.

4) Al terminar la integración se obtienen espectros con las lámparas de Neón, Xenón y Halógeno que se utilizarán para la reducción de las imágenes espectrales. Estos espectros se obtienen sin haber movido las ruedas de máscaras y de grismas para asegurar que los espectros estén sobre la misma posición en el CCD que los espectros de los objetos. Los pasos 3) y 4) se pueden repetir hasta que el tiempo de integración total sea lo suficientemente largo para tener un espectro con buena razón de señal a ruido (S/N). Cuando los tiempos son largos es recomendable dividir el tiempo en intervalos cortos (15 a 20 min.). Estos espectros se podrán comparar unos con otros y poder eliminar más fácilmente los *rayos cósmicos* que tengan los espectros. (Ver la sección 3.3). Todas las imágenes son guardadas en cintas magnéticas para su traslado y posterior reducción y análisis.

Sección 3.3 Reducción de los Datos

La reducción se hizo utilizando los procedimientos generados por F-J. Zickgraff, del LSW, que fueron generados para reducir los espectros tomados con el LFOSC durante el proyecto de búsqueda de contrapartes ópticas de las fuentes descubiertas por el ROSAT en el hemisferio Norte; proyecto en el que el I.N.A.O.E. y el LSW colaboran. Estos procedimientos de reducción están basados en el paquete MIDAS, que es distribuido por el ESO. Los procedimientos son semiautomáticos y se necesitan pocas interacciones con el usuario durante el proceso.

Al momento de observar, junto con las imágenes espectrales de los objetos (y posiciones del cielo definidas en las máscaras) obtenemos espectros de Neón, Xénon y Halógeno, tomadas sin haber movido la rueda de máscaras ni el grisma, lo que nos asegura que los espectros estén en las mismas posiciones sobre el CCD que los espectros de los objetos.

En el Apéndice A se presentan los procedimientos del paquete de reducción en forma detallada, aquí únicamente delinearemos los pasos que se siguen para reducir los espectros de los objetos.

- 1) Las imágenes son transferidas del formato FITS al formato utilizado por el paquete MIDAS. Las imágenes son giradas, de tal manera que la dirección de dispersión sea horizontal y que la parte azul del espectro se encuentre hacia la derecha.
- 2) Las imágenes se deben corregir por el ruido de lectura, conocido como BIAS. Esta corrección se puede hacer ya sea con una imagen promedio de imágenes BIAS (imágenes con tiempo de integración 0) o con un valor numérico que represente el valor del nivel del ruido. Se extrae la sección central de las imágenes, quedando al final una imagen de 385 x 565 píxeles. Esto se hace por que el CCD usado presenta algunas columnas ciegas en las orillas.
- 3) Los dos grismas están montados sobre una rueda que es girada para utilizar uno u otro de estos elementos. Si existe error en el posicionamiento de la rueda, éste se verá reflejado en la posición del grisma y por lo tanto en la dirección de dispersión de los espectros generados por él; esto es por que la dispersión de los espectros se da en una dirección fija con respecto al grisma. Si los espectros no son paralelos a las columnas de píxeles del CCD, la apertura con la cual se tendrán que extraer éstos tendrá que ser mayor. Al aumentar el ancho de la rendija de extracción, aumenta el ruido ya que se estarán leyendo píxeles en los que no se encuentra el espectro y

que unicamente contienen ruido térmico.

Para comprobar que los espectros sean paralelos a la dirección de las columnas de pixeles del CCD, se utiliza un procedimiento que calcula la correlación cruzada de las posiciones de los espectros en extremos opuestos del CCD. Al obtener el desplazamiento que presentan los espectros en los extremos, se calcula la inclinación de los espectros (Figura 2.8).

Teniendo este dato se pueden rotar las imágenes para que los espectros sean paralelos a las columnas de pixeles del CCD y la rendija de extracción sea lo más angosta posible.

4) Teniendo las imágenes con los espectros paralelos a los renglones de pixeles, el siguiente paso es definir las posiciones que tienen los distintos espectros en la imagen. Se utiliza un método de ajuste de gaussianas para encontrar el centroide de los espectros, utilizando el promedio de las columnas del CCD.

5) Los espectros son extraídos de las imágenes definiendo secciones rectangulares con un ancho definido por el usuario y centradas en las posiciones de los espectros. Las secciones extraídas son cosumadas para obtener espectros unidimensionales de 565 pixeles. Los espectros de las imágenes de las lámparas de comparación son extraídos con los mismos parámetros que se utilizaron en la extracción de los espectros de los objetos.

6) Usando el espectro de Halógeno se crea un espectro de campo plano que se utiliza para corregir las variaciones de respuesta de los pixeles en los demás espectros. Este paso se hace ya que si una línea espectral cae sobre un pixel que no tenga una respuesta espectral similar a la de sus vecinos, podrá simular que la posición de la línea se encuentra corrida en posición, lo que nos dará una mayor incertidumbre en la transformación a longitud de onda.

7) Tomando ambos espectros de Xenón y Neón se encuentra la transformación a longitud de onda. El espectro de Xenón presenta un grupo de líneas alrededor de 4500 Å, mientras que el espectro de Neón tiene casi todas sus líneas arriba de 5500 Å. Utilizando la parte azul del espectro de Xenón y la parte roja del de Neón se tiene una mayor cobertura espectral que se utiliza para la transformación a longitud de onda.

La transformación se hace calculando la correlación cruzada entre los espectros de Xenón y de Neón y un espectro en cual ya han sido identificadas las líneas. La transformación encontrada se aplica al espectro del objeto.

El espectro obtenido tiene 565 pixeles y la dispersión espectral no es uniforme.

Se crea un nuevo espectro en el cual los pasos de longitud de onda son constantes (rebineado) en donde se grabará el espectro ajustado por una función de tipo spline de grado 3.

8) Los espectros de los objetos son corregidos por la contribución del cielo, utilizando los espectros de las rendijas que se definieron para este fin.

Para hacer la corrección cada espectro de cielo es multiplicado por un factor tal que la intensidad de la línea 5578 Å coincida con la del espectro del objeto. Los espectros corregidos obtenidos son promediados y restados del espectro del objeto. La resta de los espectros no se hace directamente ya que las rendijas no son exactamente iguales y la diferencia de diámetros se refleja en la intensidad de la línea del espectro del cielo. El resultado es el espectro del objeto convertido a longitud de onda y corregido por la emisión del cielo.

Las incertidumbres en la transformación a longitud de onda son de ~ 0.5 Å en los espectros de mayor dispersión y de ~ 1 Å en los de menor dispersión.

En algunas ocasiones al restar la contribución del cielo de los espectros de los objetos, queda una pequeña contribución con una forma en emisión y absorción delgadas. Esto se debe a que las perforaciones que se hicieron para la posición de los objetos y las que se hicieron para los cielos en las máscaras, difirieron en diámetro. Como la dispersión cambia al cambiar el diámetro se tienen anchos mayores y al hacer la resta no se alcanza a quitar completamente la contribución de las líneas del cielo. Este problema no es muy crítico, ya que el flujo que se obtiene al integrar la emisión bajo la línea es pequeño.

Como se tomaron varias exposiciones con la misma mascarilla se tienen varios espectros del mismo objeto. Para el grisma de mayor dispersión se tomaron 2 exposiciones y para el de menor dispersión se tomaron 3, típicamente. Estos espectros se utilizaron para poder eliminar los rayos cósmicos que fueron registrados sobre los espectros y que es difícil de limpiar de las imágenes sin reducir.

Capítulo 5: Resultados

En este capítulo presentaremos los resultados obtenidos en este trabajo. Primero compararemos el catálogo de Spiller (1992), del cual se escogieron los objetos a observar, con un catálogo de estrellas, pertenecientes a M33, que presentan emisión en $H\alpha$, publicado por Calzetti et al. (1996) (sección 4.1). Esta comparación se hace para poder decir algo acerca de la completez de ambos catálogos. En la sección 4.2 se encontrará la extinción que sufren los objetos observados, utilizando mapas de $H I$ publicados por Newton (1980). Los valores de extinción obtenidos se utilizarán más adelante para encontrar las magnitudes absolutas visuales de estos objetos. En las siguientes tres secciones se muestran los espectros obtenidos, en la sección 4.3 se muestran los objetos candidatos a LBV, en la sección 4.4 los objetos con características espectrales de regiones $H II$ y se obtendrán las densidades de estas regiones utilizando la intensidad de las líneas del $[S II]$ ($\lambda = 6717, 6731 \text{ \AA}$). Por último en la sección 4.5 se presentan los objetos que mostraron emisión únicamente en las líneas de Balmer.

Sección 4.1. Comparación de los catálogos de objetos con emisión en $H\alpha$ de Spiller (1992) y Calzetti et al. (1996)

En el Capítulo 2 se vieron las características del catálogo de objetos con apariencia estelar que presentan emisión en la línea de $H\alpha$, publicado por Spiller (1992). Como ya se vió este catálogo consta de 59 objetos tipo **S**, 55 tipo **H** y 65 tipo **K**. La clasificación de los objetos se hizo en base a la emisión de las líneas del $[O III]$ y de la línea $H\alpha$.

Spiller también utilizó imágenes tomadas con el filtro V de Johnson lo cual le permitió obtener la magnitud en V de los objetos. Estos valores se encuentran dados en el sistema estandar ya que se utilizaron además imágenes de cúmulos estelares con magnitudes conocidas como comparaciones. Los objetos del catálogo presentan un rango de magnitudes V que va de 14.91 a 19.18. Objetos más débiles no fueron catalogados ya que las imágenes tomadas a través de los filtros de banda angosta no

fueron muy profundas.

La información que presenta Spiller de los objetos es: posición (α , δ en coordenadas J2000.0), magnitud visual, la emisión de $H\alpha$ y de [O III] (solo en los objetos **S** y **H**) medida en magnitudes y el color, utilizando las magnitudes obtenidas con los filtros que se usaron para medir los continuos adyacentes a las líneas de $H\alpha$ y [O III].

Para poder medir la completez del Catálogo de Spiller es necesario comparar éste con otro catálogo que liste la misma clase de objetos y que incluya objetos en un rango mayor de magnitudes visuales.

Calzetti et al. (1996) presentaron un catálogo con estas características, es decir listan objetos que presentan emisión en $H\alpha$, aunque unicamente incluyen objetos pertenecientes a la parte central de M33. Si conocemos cómo se comparan ambos catálogos podremos inferir qué tan completo es el catálogo de Spiller en las partes exteriores de M33.

Las imágenes CCD en las cuales se basaron Calzetti y colaboradores, fueron tomadas en el foco primario del telescopio de 4 mts de Kitt Peak, durante 2 temporadas.

Los filtros utilizados para aislar los objetos con emisión en $H\alpha$, fueron distintos en cada temporada. Durante 1986 se utilizó uno centrado en $\lambda = 6575 \text{ \AA}$, y con un ancho de 62 \AA . Durante la temporada de 1987 se utilizó un filtro centrado en $\lambda = 6563 \text{ \AA}$ y con un ancho de 32 \AA . Los filtros para observar el continuo adyacente fueron también distintos; en 1986 se utilizó uno centrado en $\lambda = 6100 \text{ \AA}$ con $\Delta\lambda = 150 \text{ \AA}$, mientras que en la temporada de 1987 se utilizó un filtro centrado en $\lambda = 6097 \text{ \AA}$ con $\Delta\lambda = 130 \text{ \AA}$.

Calzetti et al. arguyen que su catálogo está completo hasta objetos con magnitud ~ 20 . El catálogo consta de 153 fuentes puntuales con emisión en $H\alpha$ y 279 objetos puntuales que se observan dentro de regiones extendidas con emisión en $H\alpha$.

Los datos que presentan de cada objeto son: posición (α , δ B1950.0), ancho equivalente de la línea $H\alpha$ ($EW[H\alpha]$) y magnitud V . Esta última fué deducida de los datos obtenidos con el filtro centrado en el continuo.

Las figuras 4.1 y 4.2 presentan la distribución de las fuentes de los catálogos de Spiller y Calzetti et al., graficadas sobre una imagen óptica de M33 en la que unicamente las regiones más brillantes se han desplegado para permitir ver los símbolos que marcan la localización de los objetos. La figura 4.1 presenta las fuentes del catálogo de Spiller (1992), los objetos marcados con asteriscos azules son los objetos

tipo S, los asteriscos rojos representan los objetos tipo H y los objetos marcados con cuadros azules los objetos tipo K.

La figura 4.2 presenta la distribución de las fuentes del catálogo de Calzetti et al. (1996), en esta figura los objetos marcados con un asterisco azul son los objetos que emiten $H\alpha$, mientras que los marcados con un cuadrado rojo son los objetos que se encuentran embebidos en las regiones de emisión de $H\alpha$.

La figura 4.3 presenta la superposición de los objetos de ambos catálogos, los objetos de Spiller marcados con asteriscos azules y los cuadrados marcando la posición de los objetos de Calzetti et al.

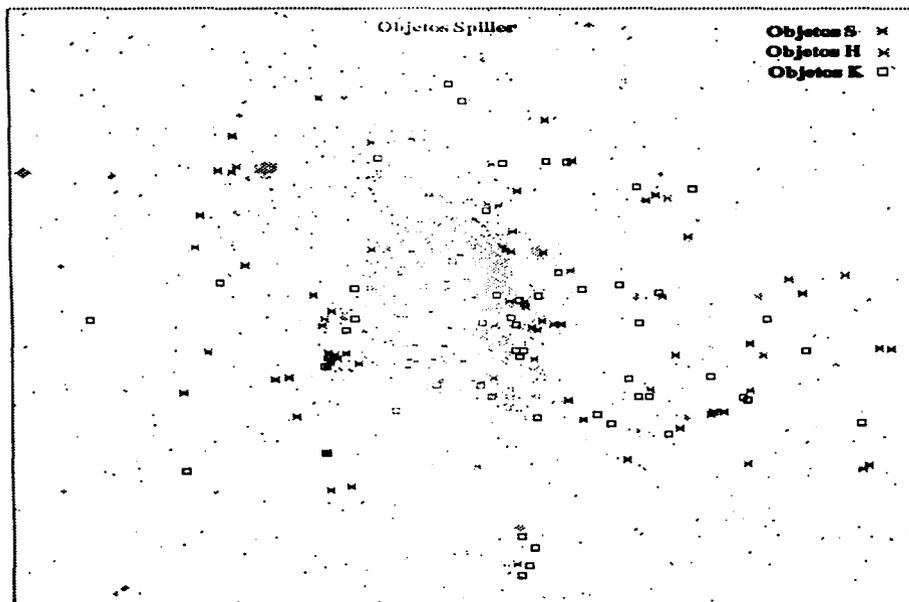


Fig 4.1 Distribución de los objetos con emisión en $H\alpha$ del catálogo de Spiller (1992).

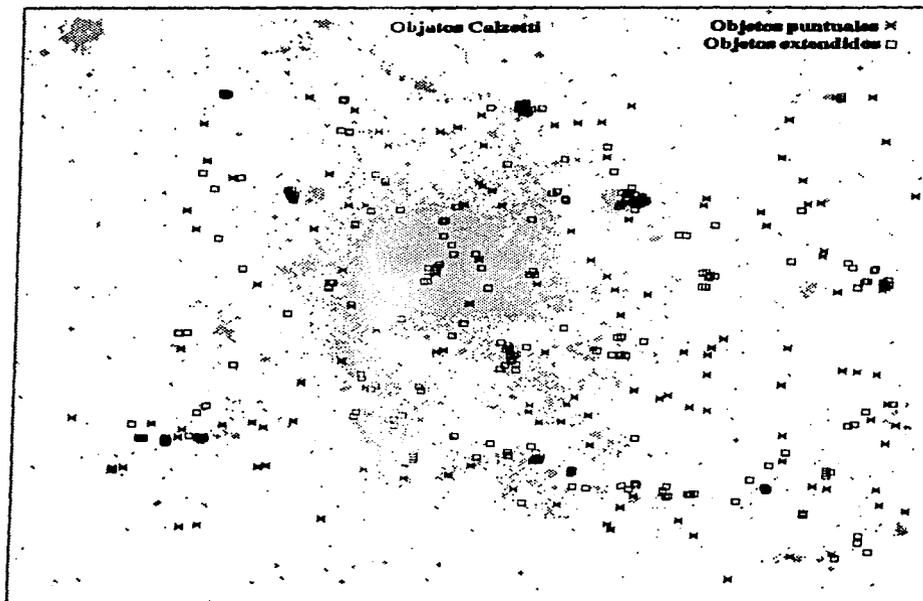


Fig 4.2 Distribución de los objetos con emisión en $H\alpha$ del catálogo de Calzetti et al. (1995).

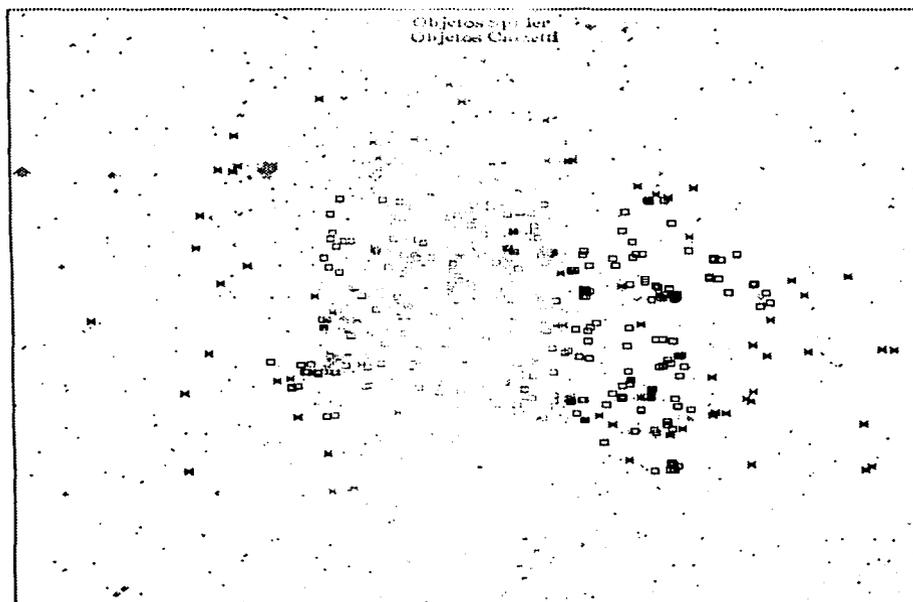


Fig 4.3

En la figura 4.3 se puede observar que no todos los objetos del catálogo de Spiller tienen una contraparte en el catálogo de Calzetti, algo que no esperaríamos si este último catálogo fuese completo.

En la tabla 4.1 se presenta la información de los objetos que coinciden en ambos catálogos. En la primera columna se presenta el nombre del objeto en el catálogo de Spiller y en las columnas 2 y 4 se presentan la magnitud V y la de la línea $H\alpha$, respectivamente. Las incertidumbres se dan en las columnas 3 y 5. En las columnas 6 a 8 se presentan la información de esas fuentes en el catálogo de Calzetti y colaboradores. El nombre con que ellos denominan la fuente aparece en la columna 6, la magnitud "visual" en la columna 7 (ver más adelante) y el ancho equivalente de la línea $H\alpha$ en la 8. Los objetos que presentan emisión de $H\alpha$ se denotan con la letra 'e' en el nombre, mientras que aquellos objetos que se encuentran proyectados sobre regiones extendidas con emisión en $H\alpha$ se denotan por la letra 'b'.

Table 4.1

Objetos con $H\alpha$ en emisión comunes a los catálogos de Spiller y Calzetti et al.

Nom. Spill.	V mag.	$\sigma(m_v)$	$H\alpha$ mag.	$\sigma H\alpha$	Nom. Calz.	V	EW($H\alpha$)
S93	17.02	0.07	-1.98	0.14	180b	18.51	
S95	16.75	0.09	-1.96	0.24	100e	17.23	375.2
					101e	17.22	285.0
S145	16.01	0.04	-1.57	0.13	130e	16.76	109.1
S159	15.95	0.05	-1.42	0.12	130e	16.76	109.1
S180	18.17	0.11	-1.16	0.16	208b	19.29	
S200	16.45	0.06	-0.93	0.14	106e	16.33	28.3
S204	17.48	0.16	-0.92	0.28	121b	21.63	
S212	17.76	0.07	-0.88	0.14	105e	18.31	10
S233	17.38	0.06	-0.68	0.14	48e	18.45	63.2
S234	16.26	0.04	-0.67	0.13	113b	17.13	
S236	17.04	0.06	-0.65	0.15	207b	17.22	

Table 4.1. (continuación)

Name (Spll.)	V mag.	$\sigma(m_v)$	H α mag.	σ H α	Name Calz.	V	EW(H α)
H10	18.28	0.10	-2.74	0.14	260b		
H15	17.20	0.05	-2.67	0.13	65b	17.68	
H22	17.83	0.09	-2.58	0.14	110b	23.70	
H29	17.61	0.06	-2.44	0.13	105b	19.97	
H31	17.62	0.14	-2.43	0.24	135b	20.02	
H43	16.54	0.05	-2.30	0.13	70b		
H52	16.15	0.04	-2.26	0.13	270b		
H69	17.40	0.14	-2.13	0.20	229b		
H74	16.85	0.05	-2.11	0.13	206b	17.81	
H81	17.29	0.09	-2.08	0.15	240b	19.38	
H88	18.10	0.09	-2.03	0.15	135e	19.10	<20
H89	16.61	0.05	-2.02	0.13	182b	17.43	
H100	18.26	0.11	-1.92	0.14	118e 232b	20.73	97.5
H108	17.84	0.07	-1.87	0.15	146e	18.10	32.4
H129	17.16	0.15	-1.69	0.28	169b	18.97	
H139	17.39	0.18	-1.64	0.17	184b	18.94	
H162	17.43	0.12	-1.41	0.26	25e	20.30	84.9
H184	16.20	0.04	-1.11	0.13	221b	16.87	
H224	16.24	0.07	-0.78	0.25	123b		
K113	18.03	0.09	-1.85	0.16	46b	25.02	
K120	18.22	0.17	-1.76	0.17	74e	19.89	24.6
K158	17.90	0.09	-0.44	0.19	109e	19.18	56.8

Table 4.1. (continuación)

Name (Spil.)	V mag.	$\sigma(m_v)$	H α mag.	σ H α	Name Calz.	V	EW(H α)
K173	17.93	0.19	-1.26	0.22	89e	18.59	226.4
K267	17.41	0.10	-0.49	0.13	24e	18.61	10
K281	17.84	0.09	-0.44	0.19	124e	18.90	10
K286	15.87	0.04	-0.43	0.13	177b	16.28	
K324	18.06	0.13	-0.32	0.45	64e	20.09	10

En la tabla 4.2 se presentan los objetos que aparecen en el catálogo de Spiller y que no tienen correspondencia en el catálogo de Calzetti et al.

Table 4.2**Objetos Spiller faltantes en Calzetti et al.**

Name (Spil.)	V mag.	$\sigma(m_v)$	H α mag.	σ H α
S146	17.69	0.08	-1.56	0.14
S206	17.54	0.06	-0.91	0.15
S239	17.83	0.11	-0.64	0.16
S244	17.25	0.07	-0.61	0.24
S249	16.42	0.05	-0.59	0.09
S251	17.31	0.08	-0.57	0.18
S271	16.88	0.05	-0.48	0.13
S283	17.34	0.21	-0.44	0.28
S284	16.72	0.07	-0.43	0.15
S293	17.89	0.11	-0.40	0.18
S294	17.78	0.10	-0.40	0.25
S303	17.78	0.07	-0.37	0.16

Table 4.2 (continuación)

Name (Spill.)	V mag.	$\sigma(m_v)$	H α mag.	σ H α
S308	16.79	0.05	-0.35	0.15
S327	18.30	0.09	-0.31	0.18
H62	17.88	0.11	-2.17	0.08
H82	18.21	0.18	-2.07	0.19
H64	17.66	0.15	-2.15	0.27
H164	17.83	0.08	-1.38	0.18
K65	18.16	0.24	-2.14	0.22
K68	18.19	0.13	-2.13	0.09
K121	17.84	0.07	-1.76	0.15
K122	17.19	0.08	-1.76	0.15
K144	18.41	0.19	-1.59	0.21
K154	17.65	0.08	-1.47	0.15
K161	19.18	0.37	-1.41	0.26
K199	17.60	0.09	-0.96	0.25
K223	17.29	0.05	-0.47	0.19
K227	17.25	0.07	-0.76	0.16
K199	17.60	0.09	-0.96	0.25
K257	17.78	0.09	-0.56	0.19
K268	18.23	0.19	-0.48	0.23
K310	18.24	0.26	-0.35	0.16

Los objetos catalogados por Spiller y que están en la región observada por Calzetti et al. son: 25 objetos S, 22 objetos H y 22 objetos K. Se puede ver que los objetos no identificados por Clazatti et al. abarcan todos los tipos de objetos de Spiller, siendo mayoría los objetos K, ya que el 63 % (14 de 22) de ellos no fueron catalogados; 56 % de los objetos S (14 de 28) no fueron catalogados y solo el 18 % de los objetos H (4 de 18) no fueron incluidos.

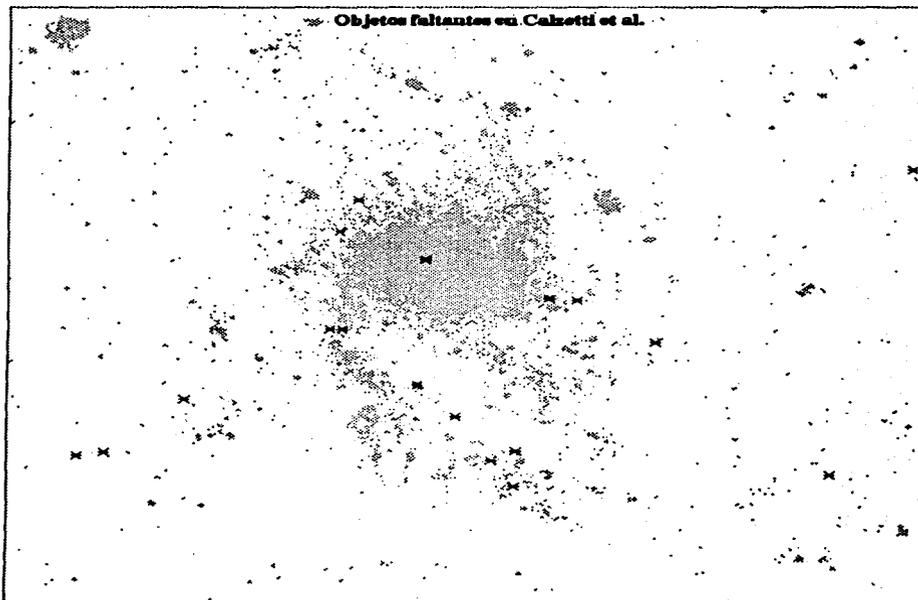


Fig 4.4 Objetos con emisión en $H\alpha$ que aparecen en el catálogo de Spiller (1992) pero no aparecen en el catálogo de Calzetti et al (1995).

El rango de magnitudes de $H\alpha$ de los objetos de Spillery que no fueron catalogados por Calzetti et al. va de -0.31 a -2.17, mientras que el rango de magnitudes en $H\alpha$ de los objetos comunes a ambos catálogos es practicamente igual, -0.32 a -2.74.

Las magnitudes visuales de los objetos que aparecen unicamente en el catálogo de Spiller son muy diversas (16.42 a 19.18) y por lo tanto, la no inclusión de estos objetos al catálogo de Calzetti, no se debe a un problema de magnitud límite.

En la figura 4.4 se marca la localización de las fuentes de Spiller no listadas en el catálogo de Calzetti et al. y se puede ver que casi todas los objetos se encuentran localizados en regiones brillantes de M33. Este hecho pudo ocasionar que estas fuentes no resaltasen al momento en que Calzetti y colaboradores realizaron el catálogo.

En la figura 4.5 se han graficado las magnitudes visuales de los objetos que aparecen en ambos catálogos y se puede ver que los valores reportados de V no coinciden. Esto puede deberse a que la magnitud visual calculada por Calzetti et al. se basó en las imágenes tomadas con el filtro del continuo cercano a $H\alpha$ (6100 o 6097 Å), mientras que las magnitudes de Spiller fueron calculadas utilizando imágenes tomadas a través de un filtro V de Johnson. Para pasar al sistema estandar se utilizaron imágenes de cúmulos con magnitudes conocidas tomadas con el mismo filtro y detector.

En la figura 4.6 se presenta la comparación entre la magnitud de la línea $H\alpha$ reportada por Spiller y el ancho equivalente de $H\alpha$ reportada por Calzetti et al. Como se puede apreciar no existe una correlacion entre ambas cantidades.

Spiller calculo este parámetro utilizando las intensidades observadas en las imágenes tomadas a través de los filtros en la línea y en el continuo adyacente. Es decir creó colores línea-continuo definidos por:

$$A_{LC} \sim -2.5 \log(Int(A_L) / Int(A_C))$$

donde A puede ser $H\alpha$ u [O III]. Calzetti et al. por su parte calcularon el ancho equivalente convirtiendo el numero de cuentas a flujo y comparando los valores obtenidos en las imágenes en línea y en continuo. En principio ambos métodos deberían mostrar una correlación y por lo tanto es sorprendente que no la tengan.

Fig 4.5 Comparación de las magnitudes visuales de los objetos que coinciden en los catálogos de Spiller (1992) y Calzetti et al. (1995).

Fig 4.6 Comparación de la emisión de la línea de $H\alpha$ de los objetos que coinciden en los catálogos de Spiller (1992) y Calzetti et al. (1995).

Sección 4.2. Extinción de los objetos y magnitudes absolutas

Para poder conocer la magnitud absoluta de un objeto es necesario primero conocer la cantidad de extinción que sufre la radiación de ese objeto a lo largo de su camino.

La extinción de los objetos pertenecientes a M 33, tendrá contribuciones tanto del material de la Galaxia en la dirección de M 33 así como del material de propio de M 33. Según Humphreys (1980) la primera contribución a la extinción, es decir, la debida a la Galaxia en la dirección de M 33, es 0.25 y necesitaríamos unicamente valorar la extinción que sufren los objetos por el material de M 33.

Una forma de encontrar la extinción intrínseca de M33 es a través de la densidad columnar de H I y esta densidad se puede obtener de la emisión observada en la línea de 21 cm.

Newton (1980) presentó mapas de la emisión observada en la línea de 21 cm que proviene en dirección de M33. El valor que el graficó, utilizando curvas de nivel, se obtiene de la integral:

$$\int T_b(v) \cdot dv \quad ^\circ K \text{ km s}^{-1}$$

donde T_b es la temperatura de brillo de la emisión de 21 cm del hidrógeno neutro y v es la velocidad radial. Para generar los mapas, Newton integró la radiación observada con velocidades radiales de -55 a -319 km s^{-1} . Las curvas de nivel que presenta en sus mapas tienen intervalos de 250 $^\circ K \text{ km s}^{-1}$.

La cantidad $\int T_b(v) \cdot dv$ está relacionada directamente con la cantidad de hidrógeno neutro a lo largo de la línea de visión (N_{HI}) a través de la relación:

$$N_{HI} = 1.823 \times 10^{13} \int T_b(v) \left[\frac{\tau_{\nu\nu}}{1 - e^{-\tau_{\nu\nu}}} \right] dv$$

si se supone que la línea es ópticamente delgada ($\tau \ll 1$) la relación se puede

aproximar a:

$$N_{HI} \sim 1.823 \times 10^{13} \int T_b(v) dv \text{ cm}^{-2}$$

Newton presenta 2 mapas con resoluciones de $1'5 \times 3'0$ y con resolución de $47'' \times 93''$. Para encontrar la densidad columnar hacia los objetos de interés se utilizó el de mayor resolución. El mapa presentado en la figura 4.7 se tomó de Newton (1980) y es el que se utilizó en este trabajo.

La densidad columnar encontrada está relacionada con el exceso $E(B-V)$ y por lo tanto con la extinción en el visual a través de:

$$N_{HI} = 5.9 \times 10^{21} E(B-V) \text{ mag}^{-1} \text{cm}^{-2}$$
$$\sim 1.97 \times 10^{21} A_V \text{ mag}^{-1} \text{cm}^{-2}$$

Es de esperarse que no toda la densidad columnar de hidrógeno derivada se encuentre entre los objetos observados y nosotros. Ya que los objetos observados son fuentes de emisión de $H\alpha$, pueden ser estrellas masivas aisladas o cúmulos pequeños, con o sin región H II alrededor, en cualquier caso es de esperarse que los objetos se encuentren en el plano del disco de M33, por lo que supondremos que los objetos tienen únicamente la mitad de la extinción encontrada utilizando la densidad columnar de N_{HI} . La extinción total será entonces la suma de la extinción galáctica en dirección de M33 (0.25) más la mitad de la extinción encontrada por este método.

Los valores de extinción derivados se presentan en la tabla 4.3. En la columna 2 se presenta el valor de la integral $\int T_b(v) \cdot dv$ que se obtuvo al encontrar las posiciones de los objetos en el mapa de la emisión de HI de M33 de Newton (1980). En la columna 3 se lista la densidad columnar de HI y en las columnas 4 y 5 se presentan las extinciones debidas al material de M33 (total) y la adoptada que es la mitad de la anterior más 0.25 que es la debida a la Galaxia en esa dirección. En las columnas 6 y 7 se presentan las magnitudes visual aparentes y absolutas, la primera listada por Spiller (1992) y la última deducida a partir del valor de extinción adoptado y el módulo de distancia a M33; 24.73 según Huterer et al. (1995).

Fig 4.7 Mapa de la emisión de radio de 21 cm. de M33. (Newton 1980).

Tabla 4.3
Densidad columnar de HI y extinción visual
en la dirección de los objetos observados

Objeto	$\int T_b (v) dv$	$N(HI) \times 10^{21}$	$A_V(M33)$	A_V	mag. V [Spiller]	Mag. V
S95	800	1.46	0.74	0.62	16.75	-8.60
S145	550	1.0	0.51	0.50	16.01	-9.22
S159	550	1.0	0.51	0.50	15.95	-9.28
S160	1300	2.37	1.20	0.85	16.97	-8.61
S178	550	1.0	0.51	0.50	16.26	-8.97
S193	800	1.46	0.74	0.62	17.18	-8.17
S200	1050	1.91	0.97	0.73	16.45	-9.01
S204	300	0.55	0.28	0.39	17.48	-7.64
S206	1550	2.82	1.43	0.96	17.54	-8.15
S209	800	1.46	0.74	0.62	16.70	-8.65
S212	1050	1.91	0.97	0.73	17.76	-7.70
S220	800	1.46	0.74	0.62	14.91	-10.44
S234	800	1.46	0.74	0.62	16.26	-9.09
S236	1050	1.91	0.97	0.73	17.04	-8.42
S261	1050	1.91	0.97	0.73	16.78	-8.68
S271	1050	1.91	0.97	0.73	16.88	-8.58
S283	1050	1.91	0.97	0.73	17.34	-8.12
S284	1050	1.91	0.97	0.73	16.72	-8.74
S293	800	1.46	0.74	0.62	17.89	-7.46
S294	300	0.55	0.28	0.39	17.78	-7.34
S297	800	1.46	0.74	0.62	17.22	-8.13
S299	800	1.46	0.74	0.62	16.62	-8.73

Tabla 4.3 (continuación)

Objeto	$\int T_b (v) dv$	$N(HI) \times 10^{21}$	$A_V(M33)$	A_V	mag. V [Spiller]	Mag. V
S302	1050	1.91	0.97	0.73	16.75	-8.71
S432	1050	1.91	0.97	0.73	16.61	-8.85
H10	1550	2.82	1.43	0.96	18.28	-7.41
H52	1050	1.91	0.97	0.73	16.15	-9.13
H54	1050	1.91	0.97	0.73	18.46	-7.00
H77	800	1.46	0.74	0.62	18.13	-7.22
H108	1050	1.91	0.97	0.73	17.84	-7.62
H119	800	1.46	0.74	0.62	17.62	-7.73
H235	550	1.0	0.51	0.50	16.75	-8.48
K58	1050	1.91	0.97	0.73	17.33	-8.13
K144	1050	1.91	0.97	0.73	18.41	-7.05
K147	800	1.46	0.74	0.62	18.05	-7.30
K166	550	1.0	0.51	0.50	18.31	-6.92
K175	800	1.46	0.74	0.62	17.54	-7.81
K225	550	1.0	0.51	0.50	17.51	-7.72

Sección 4.3 Los objetos con espectro tipo LBV

Como se dijo en el capítulo 1, el objetivo de este trabajo es encontrar aquellos objetos que puedan ser clasificados como estrellas candidatas a ser LBV. Esto se hizo buscando en el espectro aquellos objetos que mostraran espectros tipo Ofpe/WN9 y aquellos que mostraran espectros con líneas de H, He, Fe II y [Fe II].

De todos los objetos observados, únicamente cinco mostraron espectros relacionados con la fase LBV, estos fueron: **S95, S193, S204, H108 y H235.**

En esta y en las próximas dos secciones compararemos los objetos observados con objetos listados en otros catálogos ya sea de objetos con emisión en $H\alpha$ o de contenido estelar de M 33. Los catálogos con los que compararemos los objetos observados son:

Courtes et al. (1987). Regiones y objetos con emisión en $H\alpha$.

Se utilizó para hacer ese catálogo imágenes fotográficas tomadas a través de un filtro centrado en la línea $H\alpha$ y utilizando el telescopio de 6 mt del Observatorio Astrofísico Especial, Rusia. La resolución espacial que se alcanzó en las imágenes que se utilizaron para hacer este catálogo es de $\sim 1''$.

Humphreys y Sandage (1980). Contenido estelar de M 33.

Se utilizaron placas fotográficas azules, amarillas y rojas tomadas con el telescopio de 5 mt. de Mount Wilson. Las placas amarillas y azules se compararon y se marcaron las estrellas azules y rojas de M33, las que fueron listadas con sus magnitudes y colores fotográficos. Algunas de estas estrellas no aparecieron en la lista final, principalmente por que presentaban una apariencia nebulosa, es decir podrían tratarse de regiones H II. Utilizando las placas azules, definieron 143 asociaciones OB, siguiendo la definición de asociación de Ambartsumian (1949)

Ivanov (1992) Objetos con apariencia no estelar de M33.

Utilizando placas tomadas con el telescopio de 2 mt Rozhen de Sofia, Bulgaria con filtros U,V,B, cataloga 185 objetos con apariencia no estelar de las asociaciones OB definidas por Humphreys y Sandage (1980).

Calzetti et al. (1996) Objetos con emisión en $H\alpha$ (ver sección 4.1).

En todos los casos la identificación fué visual y se confirmó a través de las coordenadas reportadas, solo en el caso de las estrellas de Humphreys y Sandage (1980) no se pudo hacer la confirmación ya que ellos no reportan las coordenadas.

A continuación se darán las características de los objetos con características espectrales de LBV y se listarán las líneas encontradas en los espectros.

S95

Este objeto se localiza en la asociación 64 definida por Humphreys y Sandage (1980) pero no aparece en sus lista de estrellas azules ni en su lista de estrellas rojas de M33.

De acuerdo a los mapas de HI presentados por Newton (1980) en la posición de esta estrella la densidad columnar de HI es de $1.46 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ y la extinción de la estrella es de 0.62 mag. en V. Según Huterer et al. (1995) el módulo de distancia a M33 es de 24.73, por lo que la magnitud absoluta visual de esta estrella es de -8.60.

El espectro está dominado por líneas de emisión de H, Fe II y [Fe II]. Las líneas encontradas se presentan en la tabla 4.4, con su identificación. En la parte del cercano infrarojo se observa el triplete del CaII ($\lambda\lambda$ 8498, 8542 y 8662 Å) en emisión y muy intensos en comparación con las líneas de Paschen. Jaschek y Jaschek (1991) afirman que estas líneas tienen su máximo en las estrellas tipo B[e]. Si la historia fotométrica de esta estrella muestra que el brillo no cambia, podría ser clasificada como tipo B[e] y se necesitarían espectros con mejor resolución para poder ajustar el tipo espectral. El espectro se presenta en la figura 4.8.

S193

Esta estrella no es parte de ninguna asociación de Humphreys y Sandage (1980), no pertenece a las fuentes catalogadas por Courtès et al. (1987) ni por Ivanov (1992).

Su espectro se encuentra dominado por líneas de H, Fe II y [Fe II]. Las líneas en emisión encontradas en el espectro se encuentran listadas en la tabla 4.5.

El espectro es característico de algunas LBV durante las fases estables, por lo que será necesario seguir monitoreando esta estrella para ver si presenta algún comportamiento variable, lo que la definiría como tipo LBV. El espectro se presenta en la figura 4.9. La magnitud absoluta visual es de -8.17

S204

El espectro disponible no cubre la región de H α . Se observa en emisión varias líneas de [Fe II] y de Fe II. Se observan también las líneas de [O III] en emisión pero éstas pueden ser originadas en la región 53 del catálogo de Coutès et al (1987) que se encuentra en la misma posición.

No pertenece al catálogo de Ivanov (1992), ni pertenece a ninguna asociación de las definidas por Humphreys y Sandage (1980).

Las líneas encontradas en el espectro se listan en la tabla 4.6 y el espectro en la figura 4.10. La magnitud absoluta de este objeto -7.64.

H108

Este objeto fué reportado con un espectro tipo Of/WN por Spiller (1992) a partir de un espectro tomado en Calar Alto, España.

Pertenece a la asociación 100 definida por Humphreys y Sandage (1980) y aparece en su lista de estrellas azules como B517. Está localizada dentro de la región 273A definida por Coutès et al (1987).

El espectro observado muestra líneas de N II, N III, He I y He II, por lo que la clasificación de Of/WN se puede confirmar.

La magnitud absoluta del objeto es -7.62. Las líneas encontradas en el espectro y su posible identificación se listan en la tabla 4.7.

Recientemente Crowther et al. (1996) presentaron un estudio de esta estrella obteniendo un tipo espectral WN11, ellos deducen una magnitud visual absoluta de -7.0 pero utilizando un módulo de distancia de 24.3 y sin tomar en cuenta la extinción intrínseca en M33. El espectro se muestra en la figura 4.11.

H235

Este objeto se localiza en la asociación 5 de finida por Humphreys y Sandage (1980), pero no aparece en las listas de estrellas azules o rojas de M33 ya que no presenta una imagen puntual nítida.

Esta estrella también es conocida como MCA-1-B y fué descubierta por Willis et al. (1992) y clasificada como tipo espectral Ofpe/WN9. Smith et al. (1995) reclasifican esta estrella como tipo espectral WN9.

En el catálogo de Spiller esta estrella aparece con magnitud visual $m_v = 16.75$, mientras que Smith et al. la reportan con magnitud 17.7. Si esta variación en

magnitud visual es real, pudo ser el producto de un episodio tipo LBV previo a las observaciones de Spiller y ser por lo tanto una nueva LBV.

Las líneas espectrales encontradas se listan en la tabla 4.8, se puede ver que se observaron las líneas más brillantes del espectro reportado por Smith et al. (1995) y que muchas líneas de emisión débiles son visibles al nivel del ruido.

La M_V encontrada es de -8.48, mientras que Crowther et al (1996) reportan que su M_V es de -7.1, esta discrepancia puede deberse a la diferente magnitud visual encontrada y al hecho de que Crowther et al. no toman en cuenta la extinción en M33 del objeto. El espectro observado se presenta en la figura 4.12.

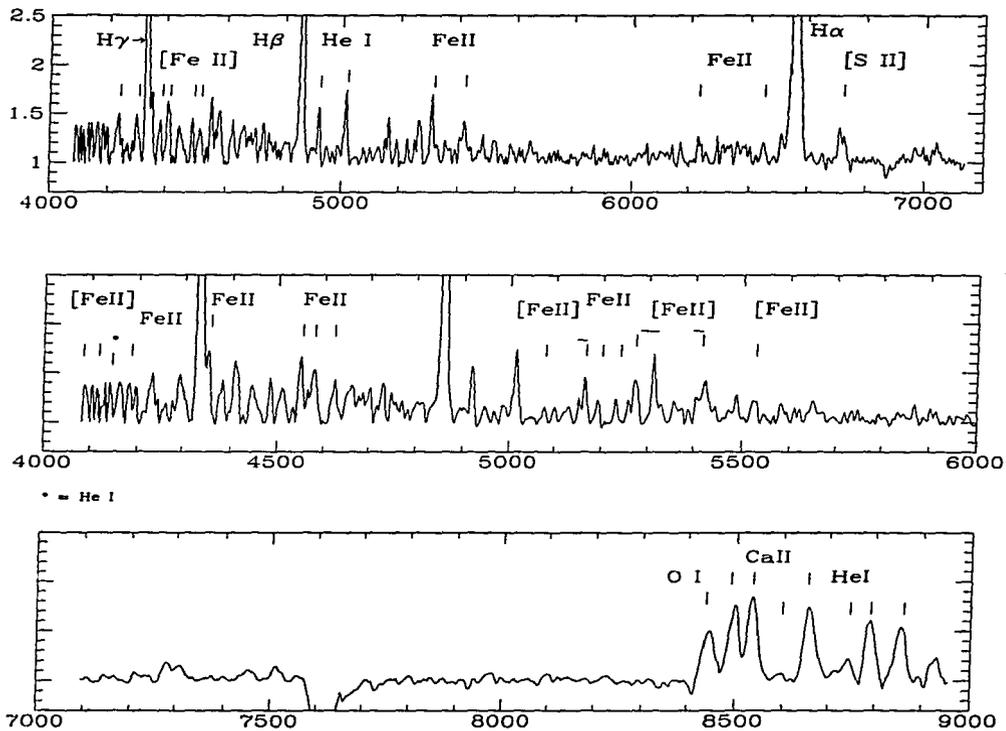


Fig 4.8 Espectro de **S95**.

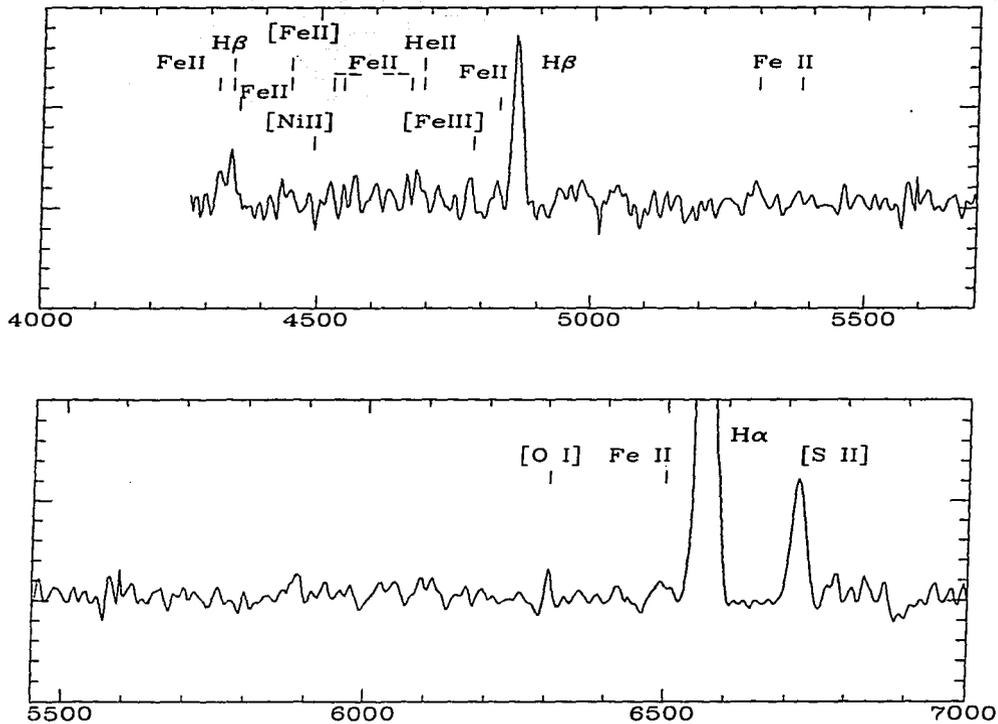


Fig 4.9 Espectro de S193.

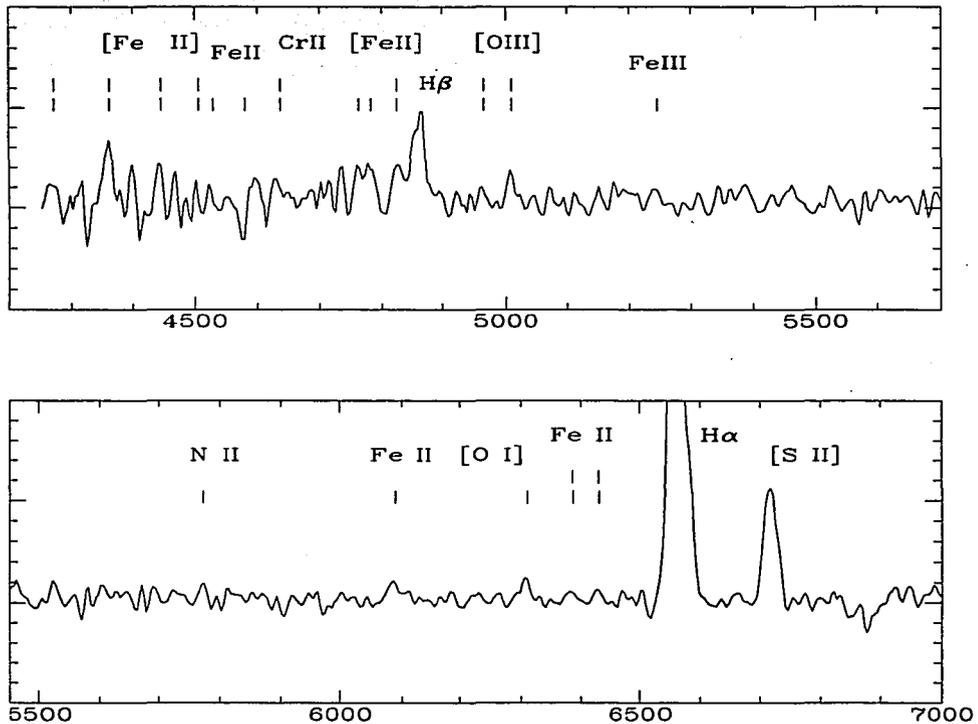


Fig 4.10 Espectro de S204.

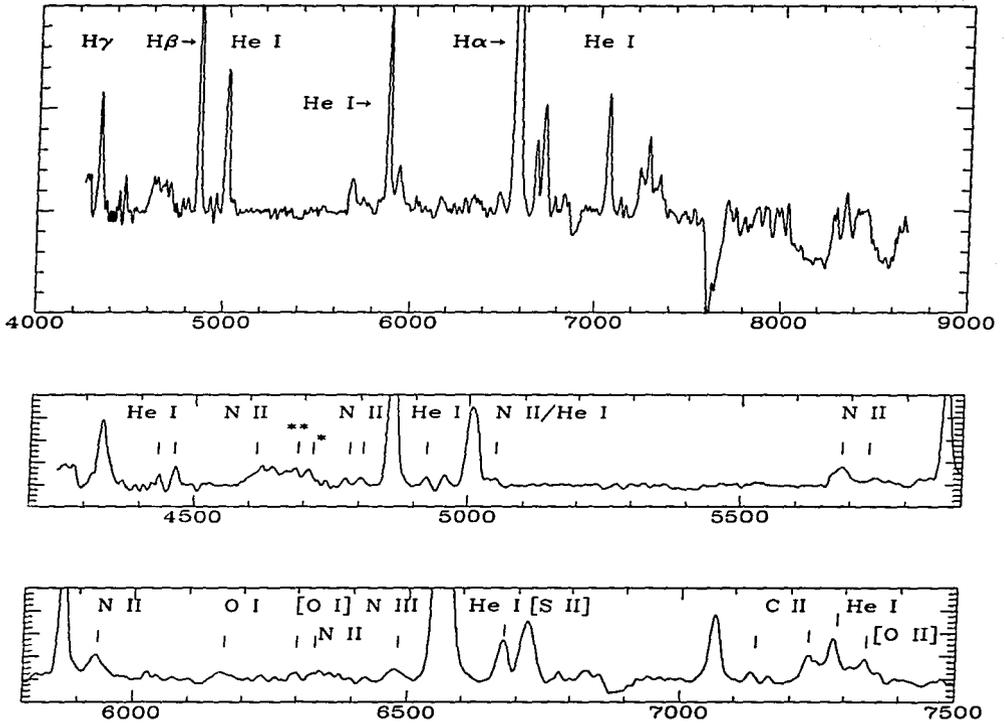


Fig 4.11 Espectro de **H108**.

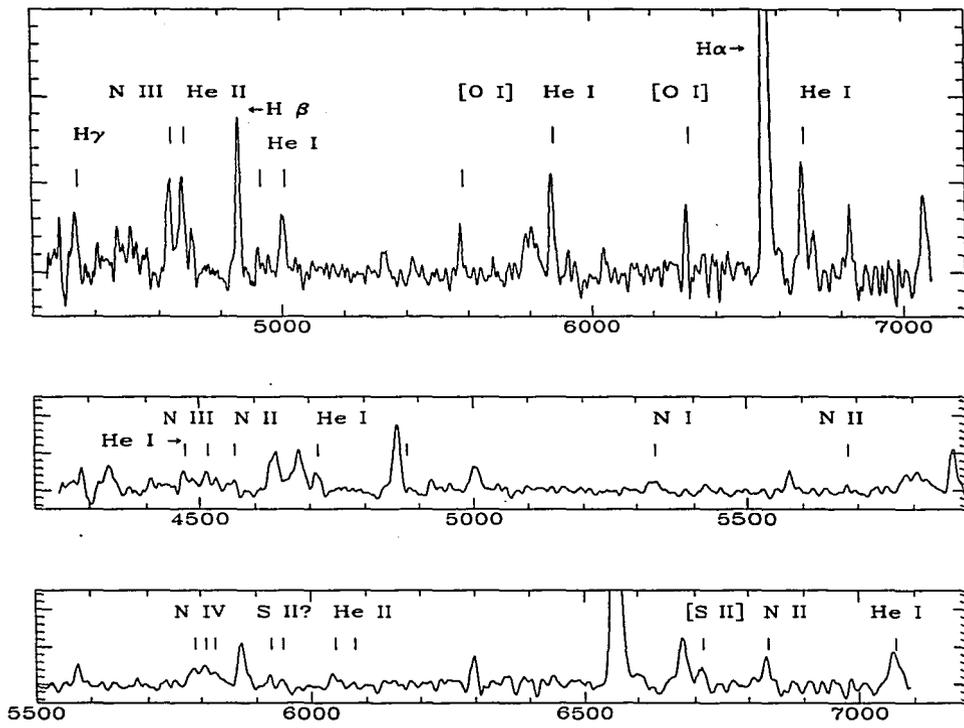


Fig 4.12 Espectro de H235.

Tabla 4.4
Líneas de emisión en el espectro de S95

No.	λ	Ion	Multiplete	No.	λ	Ion	Multiplete
1	4068	[S II]	1	24	5100	Fe II	35
2	4083	[Fe II]	23		5108	[Fe II]	18
3	4114	[Fe II]	23	25	5163	[Fe II]	35
4	4143	He I	53	26	5197	Fe II	49
		Fe I	43	27	5234	Fe II	49
5	4183	Fe II	21	28	5268	[Fe II]	18
6	4231	[Fe II]	21		5273	[Fe II]	18
	4233	Fe II	27		5276	Fe II	49
7	4244	[Fe II]	21	29	5316	Fe II	49
8	4276	[Fe II]	21	30	5412	[Fe II]	77
9	4296	Fe II	28		5413	[Fe II]	16
10	4340	H γ		31	5425	Fe II	49
11	4351	Fe II	27	32	5527	[Fe II]	17
12	4382	[Fe II]	6		5527	[Fe II]	34
13	4409	[Fe II]	22	33	6238	Fe II	74
	4413	Fe II	32	34	6456	Fe II	74
	4413	[Fe II]	7	35	6563	H α	
	4414	[Fe II]	6	36	6717	[S II]	2
14	4488	[Fe II]	6	37	6731	[S II]	2
	4489	Fe II	37	38	6966	[Fe II]	31
15	4509	[Fe II]	6	39	6991	[Ti III]	31
16	4549	Fe II	38	40	7006	[Ar V]	1
17	4576	Fe II	38	41	8446	O I	6
18	4620	Fe II	38	42	8498	Ca II	2
19	4728	[Fe II]	4	43	8542	Ca II	2
	4731	Fe II	43	44	8662	Ca II	2
20	4861	H β		45	8583	He I	
21	4920	He I	48	46	8648	He I	
22	5015		4	47	8733	He I	
23	5076	[Fe II]	20	48	8777	He I	
	5083	[Fe II]	35	49	8845	He I	

Tabla 4.5
Líneas de emisión en el espectro de S193

No.	λ	Ion	Multiplete	No.	λ	Ion	Multiplete
1	4314	Fe II	32	9	4686	He II	1
	4319	[Fe II]	21	10	4778	[Fe III]	3
2	4340	H γ		11	4825	Fe II	30
3	4351	Fe II	27	12	4861	H β	
4	4444	[Fe II]	20	13	5297	Fe II	19
5	4486	[Ni II]	3	14	5376	Fe II	19
6	4522	Fe II	38	15	6300	[O I]	1
7	4541	Fe II	38	16	6493	Fe II	
8	4663	Fe II	41	17	6563	H α	
	4664	[Fe II]	4	18	6717	[S II]	1
					6731	[S II]	1

Tabla 4.6
Líneas de emisión en el espectro de S204

No.	λ	Ion	Multiplete	No.	λ	Ion	Multiplete
1	4267	[Fe II]	37	11	4863	H β	
2	4358	[Fe II]	21	12	4958	[O III]	1
	4359	[Fe II]	7	13	5007	[O III]	1
3	4445	[Fe II]	20	14	5243	Fe III	1
4	4508	[Fe II]	38	15	5767	N II	9
	4509	[Fe II]	6	16	6085	Fe II	46
5	4522	Fe II	38	17	6300	[O I]	1
6	4576	Fe II	38	18	6384	Fe II	
7	4634	Cr II	44	19	6416	Fe II	74
8	4763	Ti II	17		6432	Fe II	40
9	4779	S II	9	20	6563	H α	
10	4815	[Fe II]	20	21	6717	[S II]	1
					6731	[S II]	1

Tabla 4.7
Líneas de emisión en el espectro de H108

No.	λ	Ion	Multiplete	No.	λ	Ion	Multiplete
1	4340	H γ		15	5875	He I	11
2	4437	He I	50	16	5927	N II	28
3	4471	He I	14		5931	N II	28
4	4613	N II	5	17	6155	O I	10
	4621	N II	5		6156	O I	10
5	4686	He II			6158	O I	10
6	4713	He I		18	6300	[O I]	1
7	4779	N II	20	19	6328	N II	46
	4781	N II	20		6340	N II	46
8	4803	N II	20		6347	N II	46
	4810	N II	20		6357	N II	46
9	4861	H β		20	6478	N III	14
10	4921	He I	48		6487	N III	14
11	5016	He I	1	21	6563	H α	
12	5045	N II	4	22	6673	He I	46
	5046	He I	47	23	6717	[S II]	1
13	5666	N II	3	24	6780	C II	14
	5676	N II	3	25	7065	He I	10
	5679	N II	3	26	7133	C II	20
	5686	N II	3	27	7231	C II	3
	5709	N II	3		7236	C II	3
14	5747	N II	9	28	7281	He I	45
	5767	N II	9	29	7336	[O II]	2

Tabla 4.8
Líneas de emisión en el espectro de H235

No.	λ	Ion	Multiplete	No.	λ	Ion	Multiplete
1	4340	H γ		14	5794	N IV	15
2	4471	He I	14	15	5812	N IV	15
3	4510	N III	3	16	5828	N IV	15
4	4534	N III	2	17	5875	He I	11
5	4564	N II	14	18	5927	S II	21
6	4686	He II	1	19	5951	S II	21
7	4713	He I	12	20	6036	He II	8
8	4861	H β		21	6074	He II	8
9	4921	He I	48	22	6300	[O I]	1
10	5016	He I	1	23	6563	H α	
11	5328	N I	13	24	6678	He I	46
12	5577	[O I]	3	25	6836	N II	54
13	5679	N II	3	26	7065	He I	10

Sección 4.4 Los objetos con espectro de región H II

De los 37 objetos observados, 16 presentaron espectros de región H II, lo que hizo a éste el grupo de objetos más numeroso.

Como se vió en el capítulo 2 los objetos marcados como **H** en el catálogo de Spiller, fueron aquellos que mostraron emisión en el filtro que aísla las líneas del [O III] ($\lambda = 4957$ y $\lambda = 5007$ Å), que son características de regiones con hidrógeno ionizado conocidas como regiones H II. No es sorpresa que casi todos los objetos **H** observados (5 de 7) presenten este tipo de espectro.

Lo que no era de esperarse es que algunos objetos **S** (8 de 24) y algunos de los objetos **K** (3 de 6) observados presentasen espectro de región H II. Estos objetos son aquellos en los que la emisión del [O III] está en los límites de detección de la muestra de Spiller (1992).

A continuación se presentan las características de los objetos que mostraron espectros de región H II, dando sus identificaciones en los catálogos listados en la sección anterior.

H10

Este objeto, que pertenece a la asociación 101, está marcado con el número 523 en la lista de estrellas azules de M33 en Humphreys y Sandage (1980), aunque no aparece en el catálogo final, quizás por su apariencia nebulosa.

Pertenece también al catálogo de objetos no estelares de M33 de Ivanov (1992) en donde aparece como el objeto 138 .

En el catálogo de regiones con emisión en $H\alpha$ de Courtès et al. (1987), no aparece marcado pero se encuentra localizado entre las regiones 184A y 185 de dicho catálogo. Corresponde al objeto 260b del catálogo de Calzetti et al. (1996).

El espectro se presenta en la figura 4.13, Se puede observar que se trata de un espectro típico de región H II, la serie de las líneas de Balmer llega hasta $H\delta$. La línea 5007 Å del [O III] es más intensa que $H\beta$ y se observan líneas de recombinación de He I.

Se trata pues de una región H II de alta temperatura. sería necesario un estudio de mayor resolución espacial para poder encontrar el o los objetos que excitan la región H II.

H52

Este objeto pertenece a la asociación 100 definida por Humphreys y Sandage (1980), pero no fué marcada por ellos, ni en la lista de estrellas azules de M 33 ni en la de las estrellas rojas.

No aparece tampoco en los catálogos de Ivanov (1992) y de Courtès et al (1987).

La magnitud visual reportada por Spiller (1992) es 16.15 lo que la hace la 5a. región HII puntual más brillante reportada por él. Corresponde al objeto 206b del catálogo de Calzetti et al. (1996).

En la figura 4.14 se presenta el espectro, como se puede observar el espectro no presenta líneas de Helio y solo presenta líneas de [O III], [S II] y [N II] además de las líneas de Balmer. La densidad de este y otros objetos se obtendrá mas adelante.

H54

Se encuentra fuera de la asociación 48, definida por Humphreys y Sandage (1980), pero cerca de sus límites.

En el catálogo de Courtès et al. (1987), de regiones con $H\alpha$ en emisión, este objeto corresponde al número 28. Ivanov (1992) no la incluye en su catálogo y tampoco aparece en el de Calzetti et al. (1996).

El espectro se muestra en la figura 4.15.

H77

El objeto no pertenece a ninguna asociación, ni está incluido en las listas de estrellas azules o rojas de Humphreys y Sandage (1980).

Corresponde al objeto 745 del catálogo de Courtès et al. (1987) y no fué catalogado por Ivanov (1992) ni por Calzetti et al. (1996).

El espectro se muestra en la figura 4.16.

H119

Este objeto no se encuentra dentro de ninguna asociación. Corresponde con el objeto 8 del catálogo de Ivanov (1992) y a la región Z74 del catálogo de Courtès et al. (1987). No aparece en el catálogo de Calzetti et al. (1996).

En la figura 4.17, se muestra el espectro obtenido.

S145

Este objeto se encuentra en la asociación 94 definida por Humphreys y Sandage (1980) y corresponde a la estrella azul número 416 de los mismos autores. Ellos reportan una magnitud visual $\langle v \rangle = 16.3$ y un color $B-V = 0.29$.

Ivanov (1992) lo reporta en su catálogo y corresponde al objeto 132. Calzetti et al. (1996) también lo incluye en su catálogo y corresponde al objeto 130e.

El espectro se presenta en la figura 4.18.

S160

Este objeto está catalogado en la lista de estrellas azules de M 33 de Humphreys y Sandage (1980) como la estrella 65, y es miembro de la asociación 127. Ellos reportan $\langle V \rangle = 17.5$ y un color $B-V = -0.04$.

Corresponde también a los objetos 18 y 217 de los catálogos de Ivanov (1992) y de Courtès et al. (1987), respectivamente. No aparece en la lista de objetos con emisión en $H\alpha$ de Calzetti et al. (1996).

El espectro obtenido se muestra en la figura 4.19.

S200

Esta estrella corresponde al objeto 99 del catálogo de regiones con emisión en la línea $H\alpha$ de Courtès et al. (1987).

Se encuentra localizada cerca del centro de M 33 y por lo tanto en una región con densidad estelar alta, lo que dificulta su observación.

Se encuentra cercana al borde de la asociación 142 definida por Humphreys y Sandage (1980). En el catálogo de Calzetti et al. (1996) aparece como el objeto 106e.

El espectro se presenta en la figura 4.20.

S206

Courtès et al. (1987) lista este objeto como el número 709 e Ivanov (1991) lo lista como el objeto 138. No aparece en el catálogo de Calzetti et al. (1996).

tampoco de .

Se encuentra dentro de los límites que definen la asociación 101, definida por Humphreys y Sandage (1980), pero no aparece en la lista de estrellas azules.

En la figura 4.21 se muestra el espectro que se obtuvo de este objeto.

S220

Este objeto esté reportado en la lista de estrellas azules de Humpreys y Sandage (1980) con el número 324 y pertenece a la asociación 67.

Humpreys y Sandage reportan una magnitud $V = 15.2$ y un color $B-V = -0.05$, ellos la clasifican como A 5e Ia.

Aparece también en el catálogo de Courtès et al. (1987) como el objeto 301.

El espectro obtenido se muestra en la figura 4.22.

S261

Corresponde a la estrella A de la asociación 100 de la lista de Humphreys y Sandage (1980), ellos reportan un tipo espectral K0 V y los siguientes valores $m_V = 16.50$ $B = 18.13$ $B-V = +1.63$.

Courtès et al. (1987) encuentran una región con emisión en $H\alpha$ en la misma posición y la catalogan como Z98.

En el espectro que se obtuvo se puede ver que las líneas de emisión se encuentran superpuestas a un espectro de tipo estelar y que puede ser el resultado de una superposición del espectro de la estrella de campo de tipo espectral K0 V y del espectro de una región H II de M33 que se encuentra en la misma línea de visión.

Ivanov (1992) también cataloga este objeto como el número 148.

El espectro se muestra en la figura 4.23.

S271

Esta estrella no corresponde a ningún objeto de los catálogos de Ivanov (1992), Courtès et al. (1987) y Humpreys y Sandage (1980). No pertenece tampoco a ninguna asociación estelar de M33.

El espectro se muestra en la figura 4.24.

S294

Se encuentra en la asociación 9 definida por Humpreys y Sandage (1980), pero no fue listada como estrella azul o roja de M33.

En el catálogo de Courtès et al. (1987) corresponde con el objeto 17 y es el objeto 55 del catálogo de Ivanov (1992).

En la figura 4.25 se muestra el espectro observado.

K147

Este objeto corresponde al objeto 276 del catálogo de Courtès et al. (1987).

Se encuentra en la asociación 129 pero no aparece en las listas de estrellas azules y de estrellas rojas de M33 de Humpreys y Sandage (1980).

Su espectro se muestra en la figura 4.26.

K175

Este objeto fue identificado como la estrella azul 453 por Humpreys y Sandage (1980) y se encuentra cerca de la asociación 100 de M33. No fué incluida en la lista final de las estrellas azules, quizás por su apariencia nebulosa.

Aparece como el objeto 137 del catálogo de Ivanov (1992). Su espectro se muestra en la figura 4.27.

K225

Pertenece a la asociación 129, pero no fue escogida por Humpreys y Sandage (1980) como estrella azul o roja.

No aparece en los catálogos de Ivanov (1992) y de Courtès et al. (1987). El espectro se muestra en la figura 4.28.

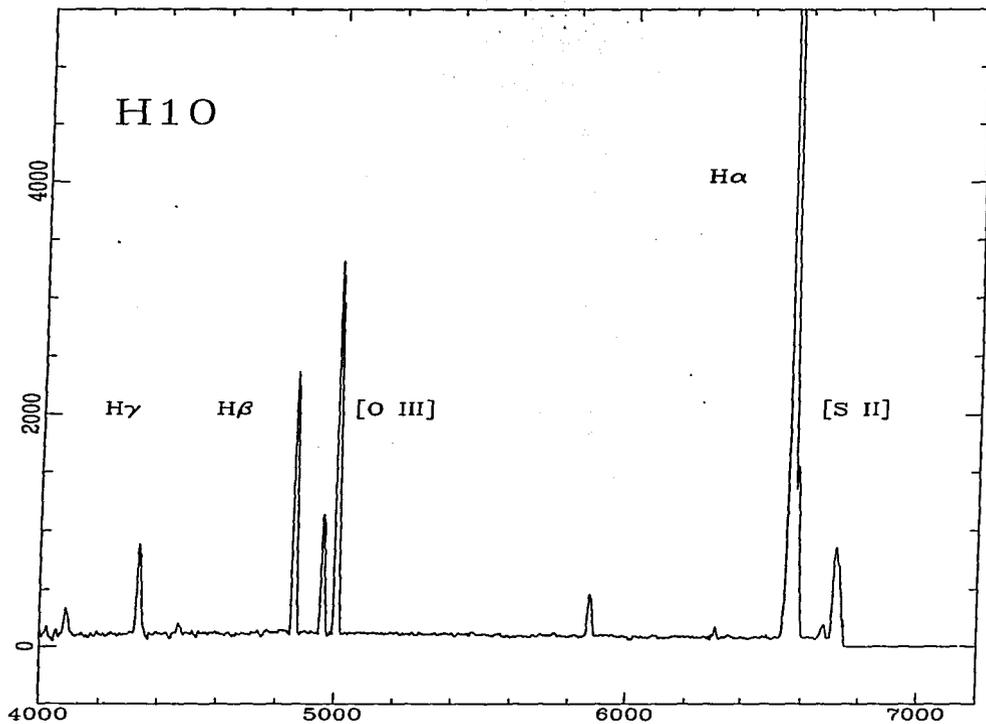


Fig. 3.8

Fig 4.13 Espectro de **H10**.

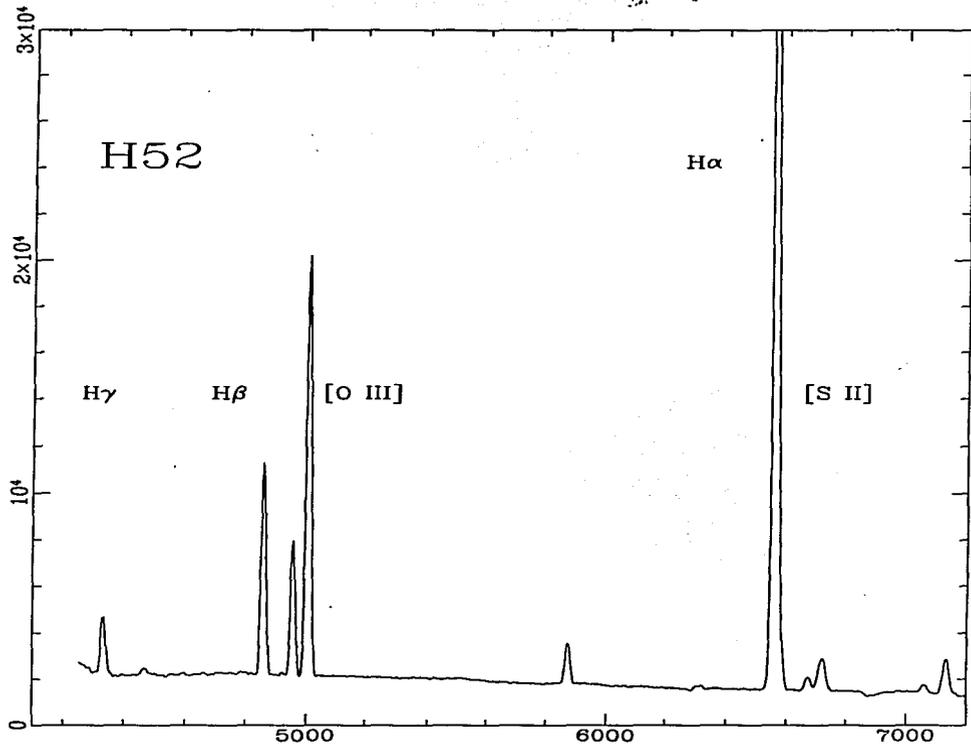


Fig. 3.9

Fig 4.14 Espectro de H52.

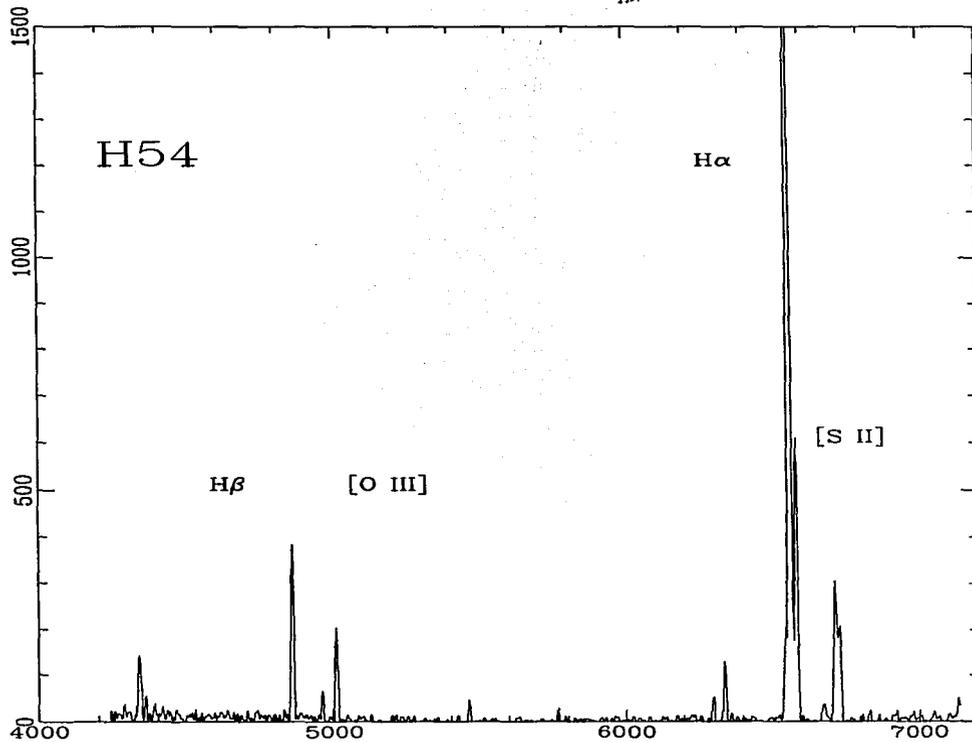


Fig. 3.10

Fig 4.15 Espectro de H54.

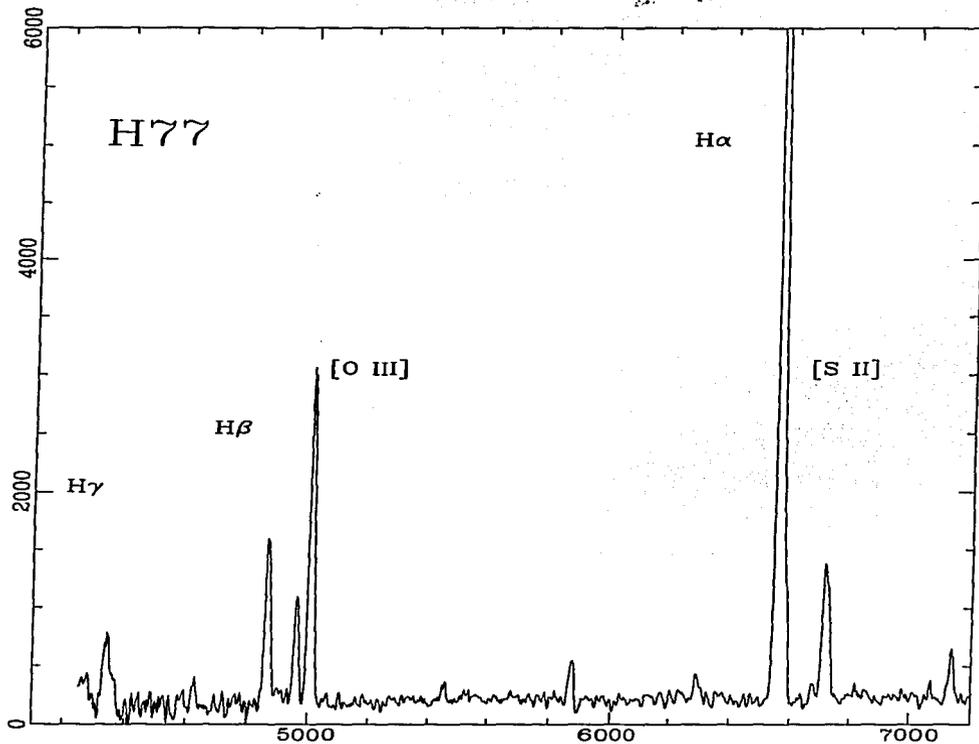


Fig 3.11

Fig 4.16 Espectro de **H77**.

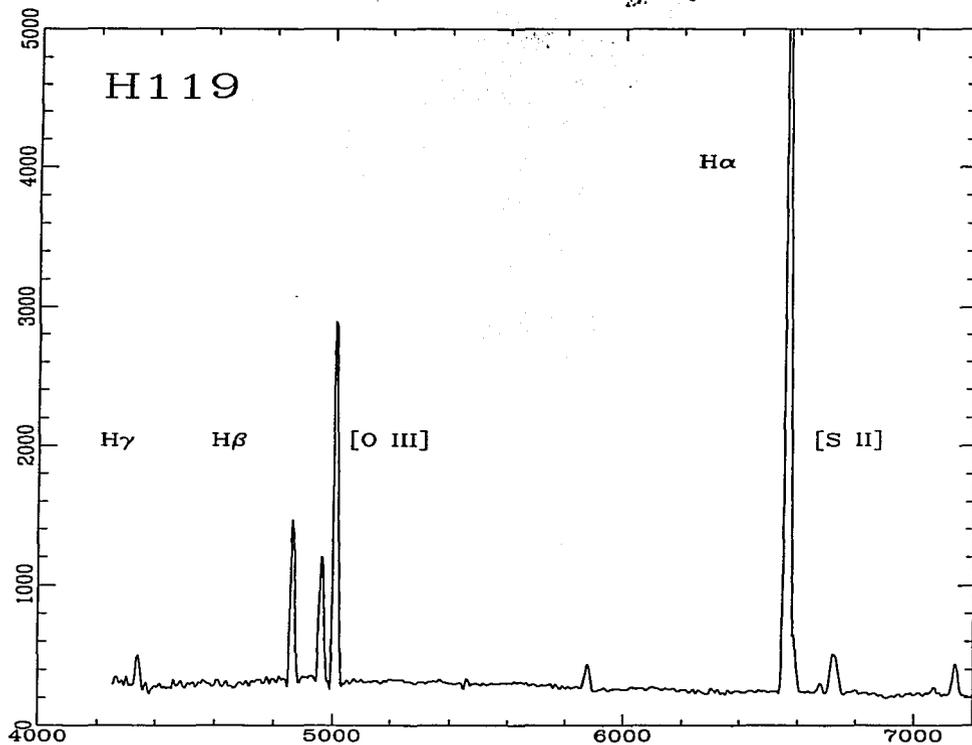


Fig. 3.12

Fig 4.17 Espectro de **H119**.

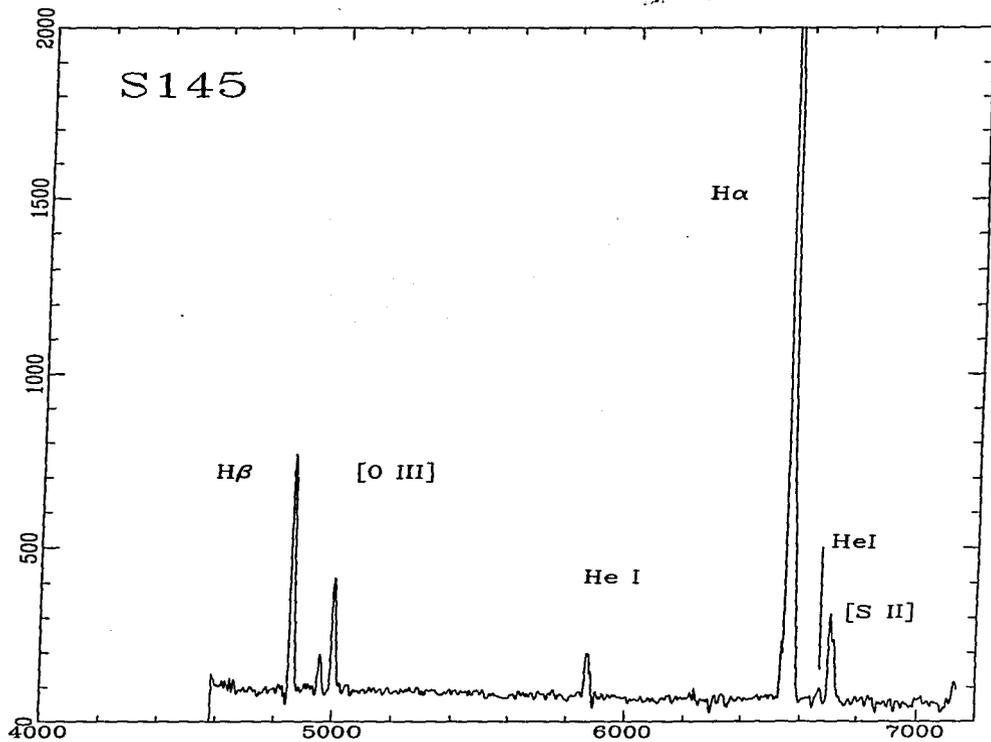


Fig 4.18 Espectro de S145.

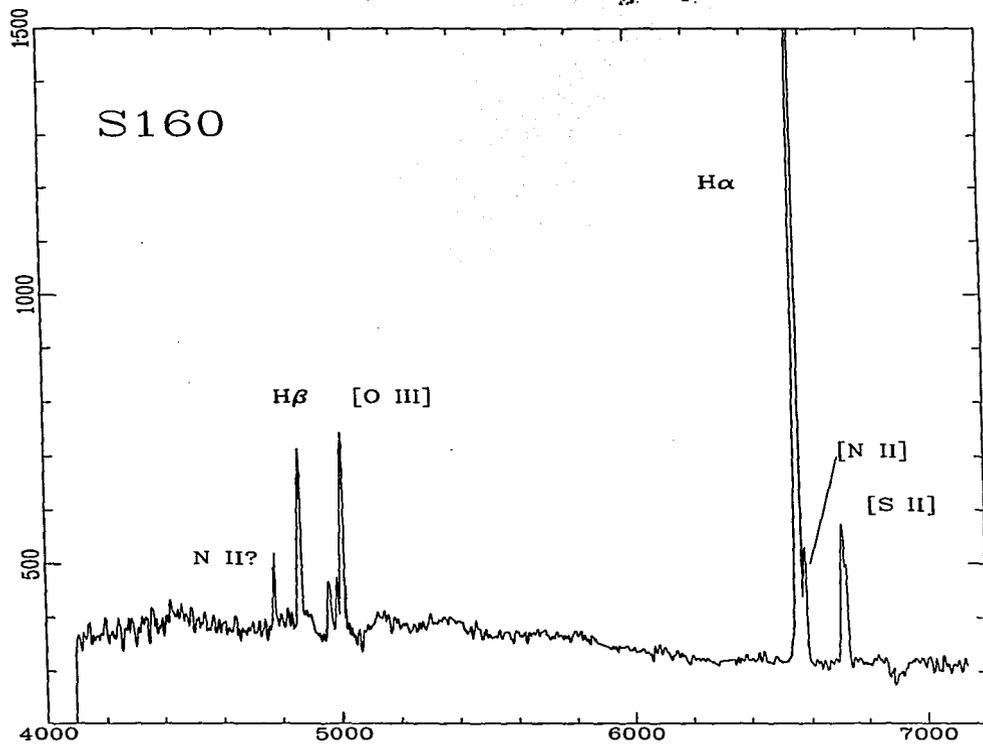


Fig 4.19 Espectro de S160.

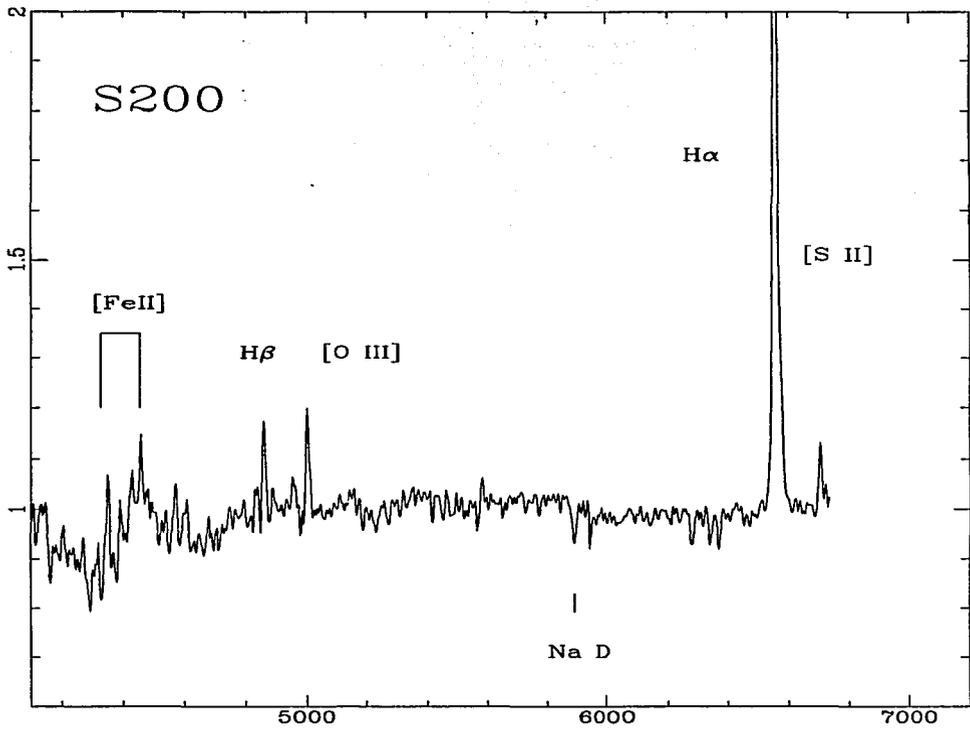


Fig 4.20 Espectro de S200.

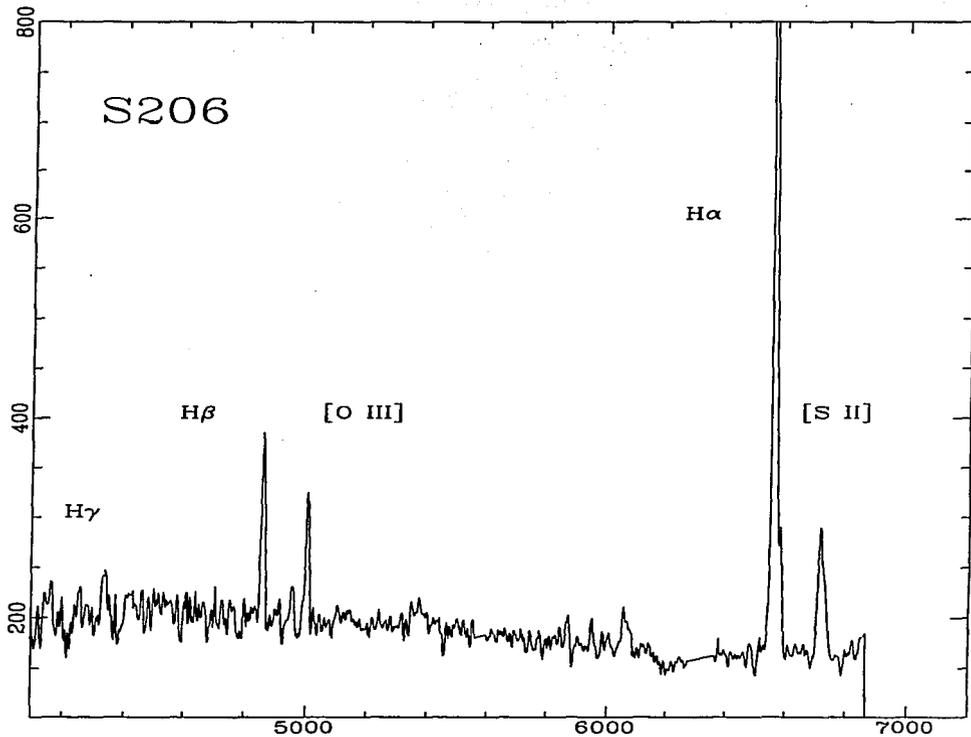


Fig 4.21 Espectro de S206.

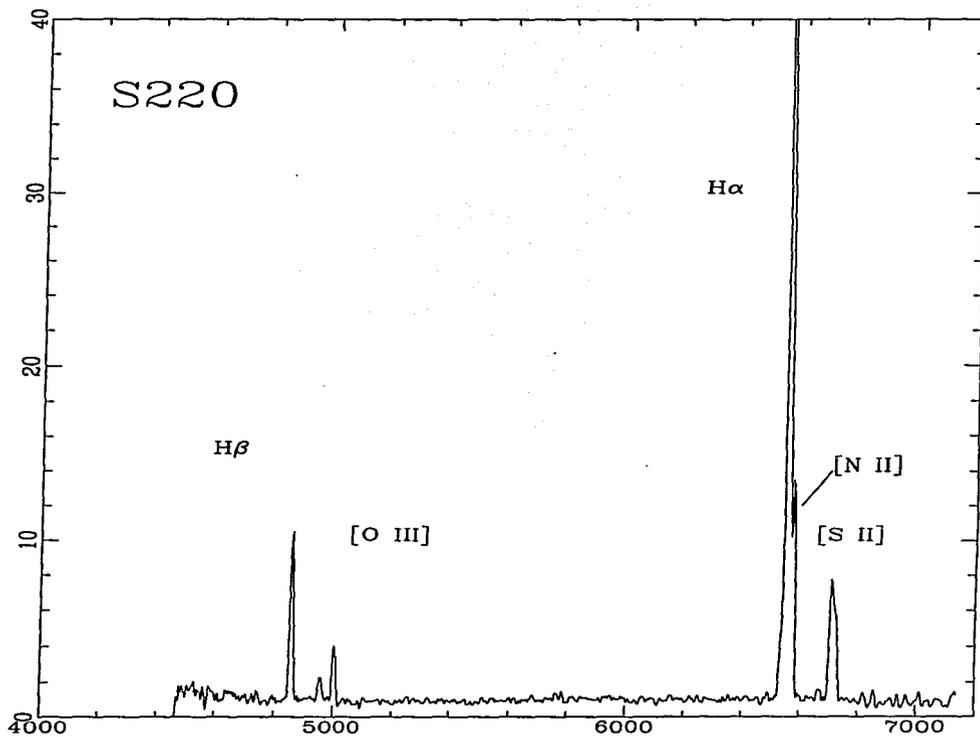


Fig 4.22 Espectro de S220.

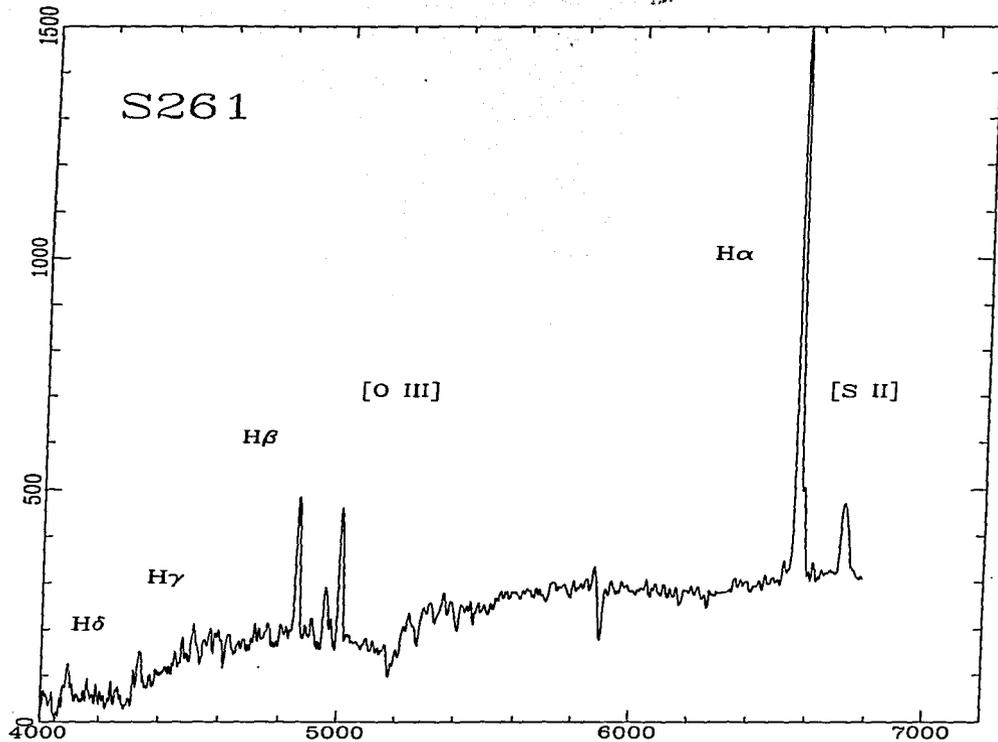


Fig 4.23 Espectro de S261.

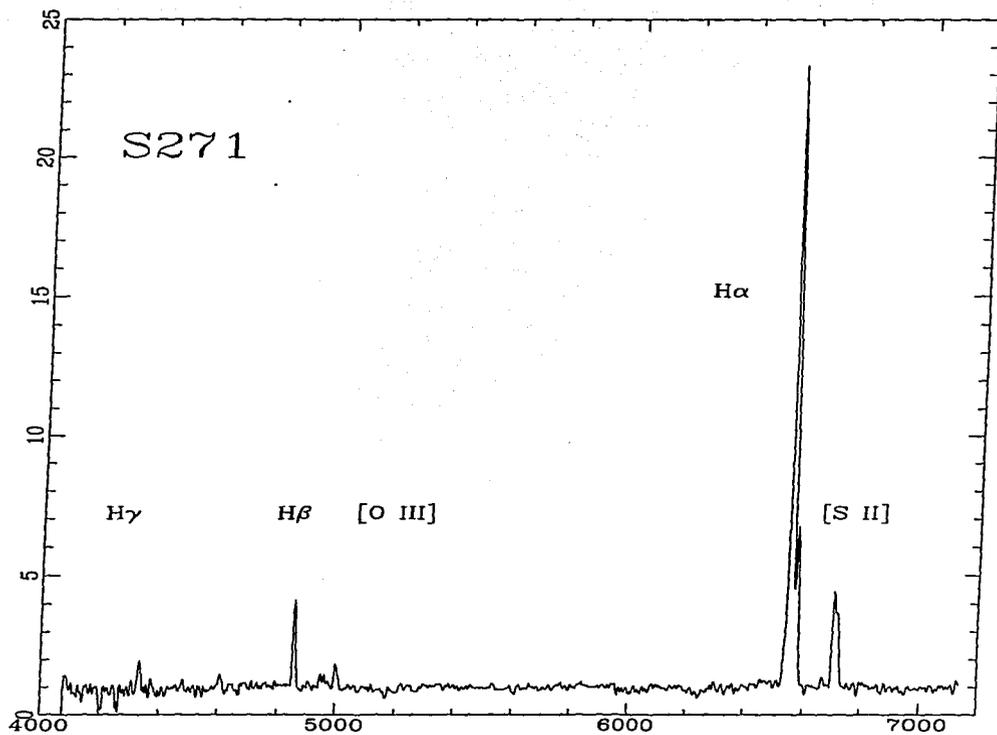


Fig 4.24 Espectro de **S271**.

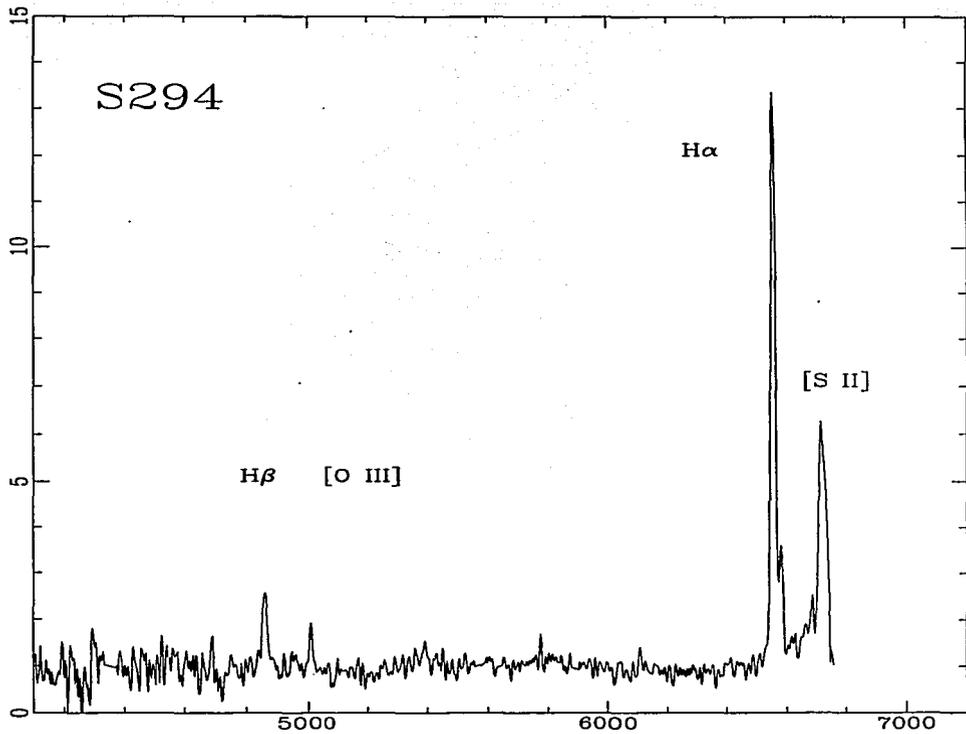


Fig 4.25 Espectro de S294.

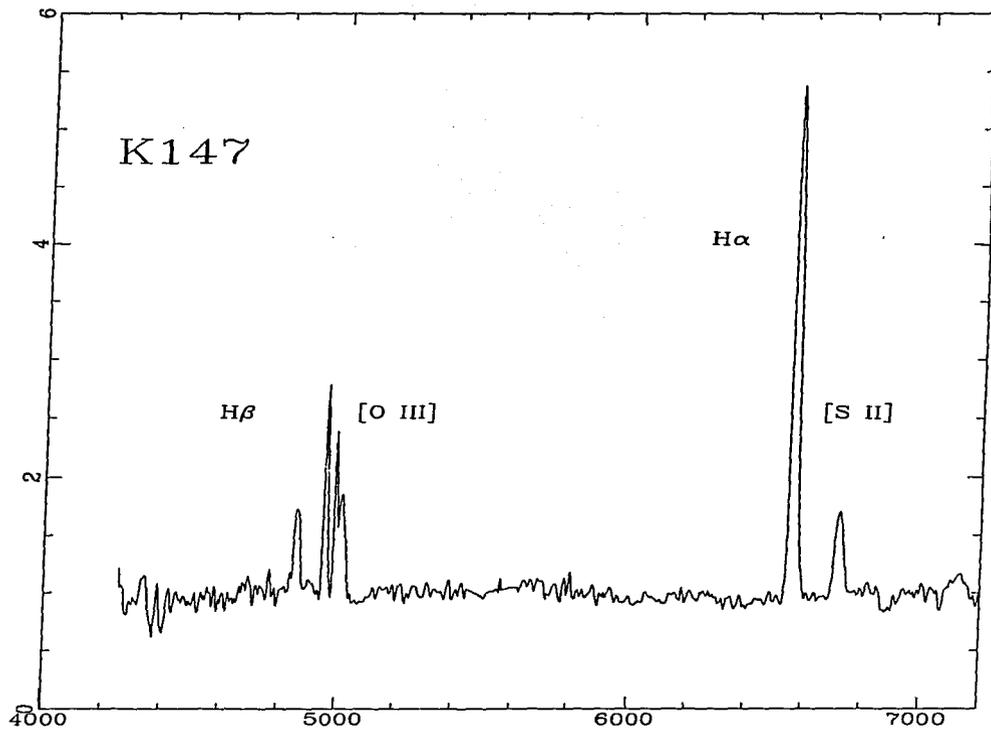


Fig 4.26 Espectro de K147.

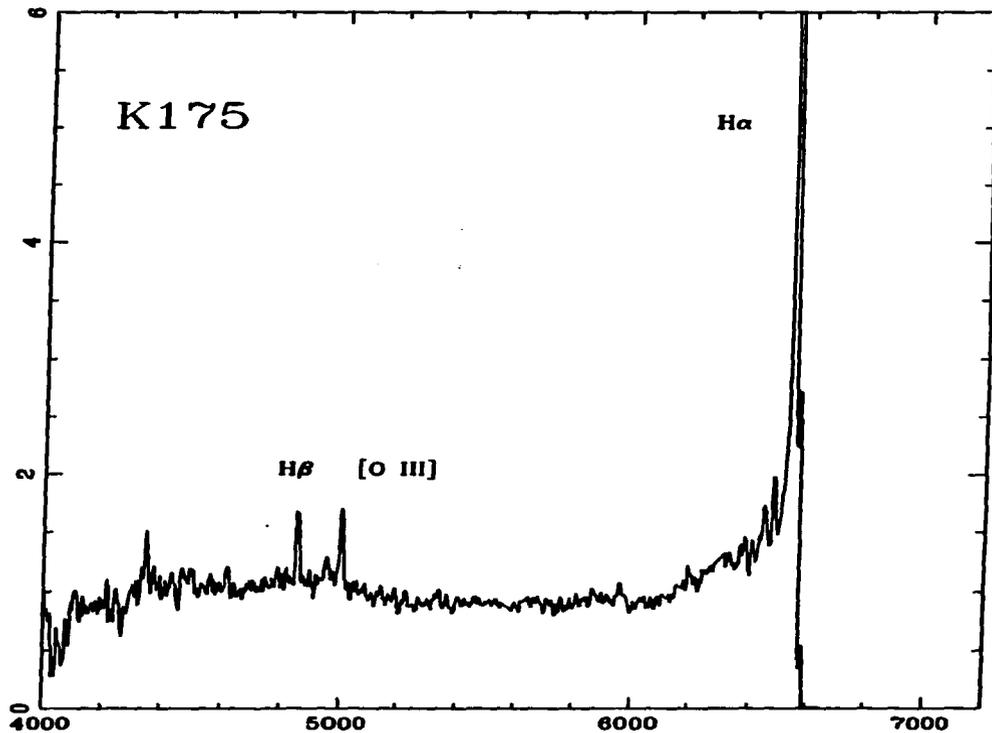


Fig 4.27 Espectro de K175.

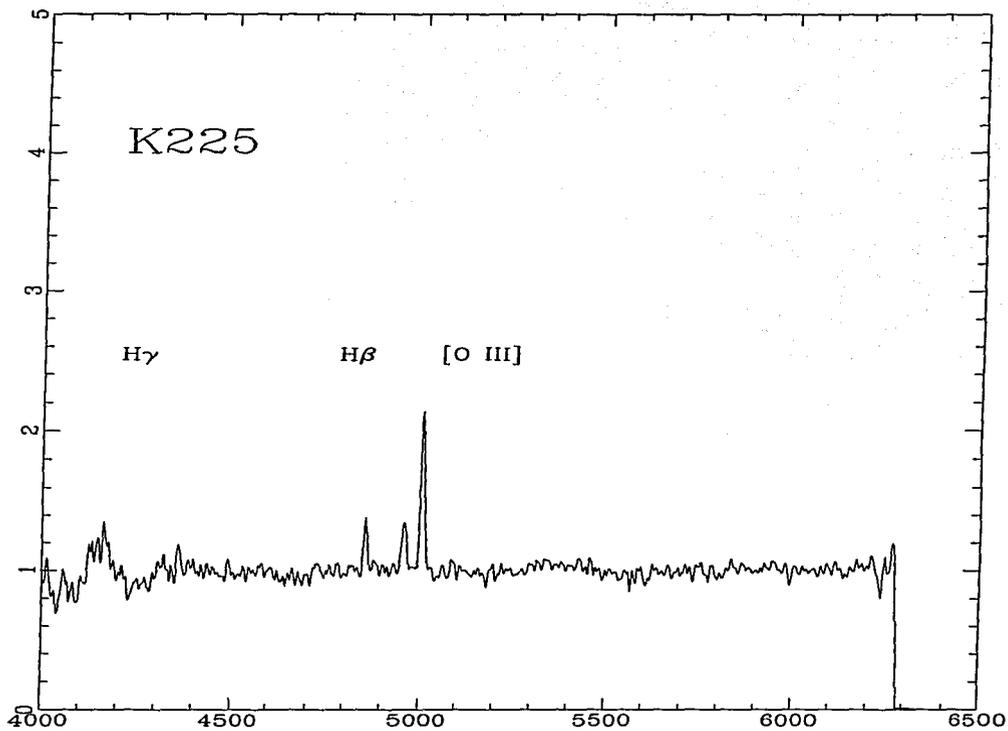


Fig 4.28 Espectro de **K225**.

Análisis de los espectros

Los espectros de las regiones H II se caracterizan por presentar líneas de emisión de H, [O III] y [S II] sobre un continuo débil. Este espectro típico lo presentaron los objetos **H10**, **H52**, **H54**, **H77**, **H119**, **S145**, **S220** y **S271**.

Debido a la estructura energética de los átomos de [S II] es posible obtener la densidad de las regiones en donde se generan estas líneas.

Las densidades encontradas para estas regiones H II se presentan en la tabla 4.9.

Tabla 4.9
Densidades de los objetos con espectro de región H II
a partir de las líneas de [S II] (λ 6717 Å, 6731Å)

Objeto	AR [^h ^m ^s]	Dec [^o ^{ám} ^{ás}]	m_v mag	I(6717 Å)/I(6731 Å)	log N_e
H10	1 34 13.7	30 34 49.4	18.28	1.43	1.0
H52	1 34 15.7	30 37 11.8	16.15	0.73	3
H54	1 33 44.0	30 36 44.1	18.46	1.34	2
H77	1 34 37.5	30 34 55.6	18.13	1.65	0.5
H119	1 32 55.9	30 32 28.6	17.62	1.34	2
S145	1 34 06.8	30 41 45.1	16.01	1.26	2
S220	1 33 56.1	30 45 28.4	14.91	1.41	1
S271	1 33 59.2	30 41 36.6	16.88	1.30	2
S160	1 33 09.0	30 29 57.1	16.97	1.49	1
S206	1 34 15.1	30 34 59.2	17.54	1.58	0
S294	1 33 44.0	30 33 17.9	17.78	1.62	0
K147	1 32 57.3	30 31 58.3	18.05	1.17	2.5
K225	1 32 56.5	30 31 49.5	17.51	1.13	2

Como se puede ver las densidades deducidas van de $\log N_e = 0$ a $\log N_e = 3$.

Otra forma de investigar la naturaleza de las regiones con líneas de emisión fué presentada por Baldwin et al. (1981); ellos contruyen diagramas de cocientes de líneas de espectros de regiones conocidas y encuentran que se pueden separar las regiones ionizadas (Regiones H II) de las generadas por choques (Remanentes de SN) y de los cuasares.

Debido a la cobertura espectral, los únicos índices que podemos crear con los espectros con que contamos son los índices [5007/4861] y [6584/6563].

Segun Baldwin et al. la fórmula para el índice $[\lambda_1 / \lambda_2]$ está dada por:

$$[\lambda_1 / \lambda_2] = \log [I(\lambda_1)/I(\lambda_2)] + C_1 \times \log [I_{H\alpha}/I_{H\beta}] - C_2$$

donde para el índice 5007/4861:	$C_1 = -0.11$	$C_2 = -0.05$
y para el índice 6584/6563:	$C_1 = -0.01$	$C_2 = 0.0$

La distribución de los objetos en el diagrama [5007/4861] vs. [6584/6563] se presentan en la figura 4.29 y los valores utilizados para generarla se presentan en la tabla 4.10.

Tabla 4.10
Indices de diagnóstico del espectro

Objeto	$\log(H\alpha / H\beta)$	$\log(5007/H\beta)$	$\log(6584/6563)$	[5007/4861]	[6584/6563]
H10	0.73	0.15	-1.09	0.02	-1.10
H52	0.69	0.22	-1.13	0.10	-1.13
H54	0.85	-0.34	-0.66	-0.48	-0.66
H77	0.88	0.27	-1.10	0.08	-1.18
H119	0.76	0.38	-1.55	0.25	-1.56
S145	0.76	-0.31	-0.90	-0.45	-0.91
S160	0.71	0.08	-1.01	-0.04	-1.02
S200	1.03	0.05	-1.03	-0.11	-1.04
S220	0.74	-0.39	-0.66	-0.52	-0.67
S271	0.87	-0.04	-0.57	-0.55	-0.58
K147	0.82	...	-1.05	...	-1.06
K175	0.76	-0.05	...	-0.18	...
K225	0.95	0.65	-0.84	0.49	-0.84

Fig 4.29 Diagrama [5007/4861] vs. [6584/6563] donde se presenta la posición de los objetos estudiados .

Sección 4.5 Objetos con emisión Balmer

Doce objetos mostraron espectros con emisión en la líneas del hidrógeno (emisión Balmer), en algunos casos se sospecha la emisión de otros iones, pero en general los espectros resultaron muy ruidosos como para estar seguros.

S178

El espectro de este objeto cubre unicamente la región espectral desde 5591 Å a 7584 Å, debido a que la estrella se encontraba cerca a alguno de los bordes del campo observado (ver **Observaciones**). En el area espectral observada se puede ver unicamente las líneas del [S II] y $H\alpha$. El espectro se presenta en la figura 4.30.

Este objeto se encuentra dentro de la región 8A de Courtès et al. (1987), por lo que quiza su espectro completo muestre un espectro tipo Región H II.

Este objeto pertenece a la asociación 4 de Humphreys y Sandage (1980) y está identificado como la estrella B466, pero no aparece en su lista de estrellas azules. La magnitud absoluta de este objeto es de -8.97.

S212

El espectro muestra las líneas $H\alpha$, $H\beta$ y el doblete de [S II] (6717 y 6731 Å). El espectro en general es debil.

El objeto está situado en la región 12 de Courtès et al. (1987) y no pertenece a ninguna asociación definida por Humphreys y Sandage (1980).

Quizas se trate de una región H II de baja exitación. La magnitud absoluta es -7.70. En la figura 4.31 se muestra el espectro observado.

S234

Este objeto se encuentra en la región Z135 de Courtès et al. (1987).

El espectro muestra las líneas $H\alpha$, $H\beta$ el doblete de [S II] y la línea 6583 Å del [N II]. La magnitud absoluta visual es -9.09. El espectro aparece en la figura 4.32.

S236

El espectro es debil y es posible observar unicamente $H\alpha$ y las líneas de [S II]. En la figura 4.33 se despliega el espectro

Este objeto esta localizado en la región 11 de Courtès et al. (1987) y pertenece a la asociación 4 de Humpreys y Sandage (1980). La M_V es de -8.42.

S283

Solo es posible observar la línea de $H\alpha$ en emisión, el espectro en la región de la línea $H\beta$ es muy ruidoso y no es posible decir si se encuentra en absorción o emisión. Este ruidoso espectro se muestra en la figura 4.34.

El objeto no pertenece a ninguna asociación de Humpreys y Sandage y no aparece en los catálogos de Courtès et al. (1987) y de Ivanov (1992). La M_V deducida es de -8.12.

S284

El objeto pertenece a la asociación 16 de Humpreys y Sandage y está listada como la estrella B240, aunque no aparece en la lista de estrellas azules.

Se encuentra sobre la región 21 de Courtès et al. (1987). La M_V es de -8.74 y el espectro se grafica en la figura 4.35.

S293

El espectro es debil y se observan en emisión $H\alpha$ y [S II]. Se muestra en la figura 4.36

No pertenece a ninguna de las asociaciones de Humpreys y Sandage (1980), ni aparece en los catálogos de Courtès et al. (1987) e Ivanov (1992). M_V es de -7.46.

S299

El espectro presenta $H\alpha$ y $H\beta$ en emisión y esta graficado en la figura 4.37.

Es la estrella B48 de Humpreys y Sandage (1980) y pertenece a la asociación 128. Ellos reportan una magnitud visual $\langle v \rangle = 17.1$ mag. y $\langle b \rangle - \langle v \rangle = +0.3$ y en el catálogo de Spiller (1992) aparece listada con $v = 16.62$ mag.

Esta diferencia en magnitudes puede ser atribuido a la incertidumbre en los datos de Humpreys y Sandage que en general es de 0.2 mag. pero puede ser hasta de 0.5

en regiones con una densidad alta de objetos. La M_V deducida aquí es -8.73.

S302

Está localizado en la asociación 142 de Humpreys y Sandage (1980), pero no fue listado por ellos.

No aparece en los catálogos de Courtès et al. (1987) e Ivanov (1992). El espectro muestra solamente las líneas $H\alpha$ y $H\beta$.

El espectro se presenta en la figura 4.38 y la M_V deducida es de -8.71.

K58

El espectro es muy debil y se observa unicamente $H\alpha$ y $H\beta$. (Figura 4.39)

La M_V es -8.13 y el objeto pertenece a la asociación 64 de Humpreys y Sandage (1980), aparece también como el objeto 80 del catálogo de Ivanov y se encuentra sobre la región 66 de Courtès et al. (1987)

K144

En este espectro se pueden observar las líneas $H\alpha$, $H\beta$ y $H\gamma$, además de las líneas del [N II] y del [S II]. Se presenta en la figura 4.40.

Esta es la estrella listada con el número 264 de la asociación 8 de Humpreys y Sandage (1980) y no aparece en los catálogos de Ivanov (1992) y de Courtès et al. (1987). La M_V deducida es de -7.05.

K166

La magnitud absoluta M_V deducida es de -6.92, el espectro es muy debil y solo se observan las líneas $H\alpha$, $H\beta$ y las líneas del [S II] (Figura 4.41).

La estrella se encuentra localizada entre las asociaciones 19 y 20 definidas por Humpreys y Sandage (1980) y no aparece en los catálogos de Ivanov (1992) y de Courtès et al. (1987).

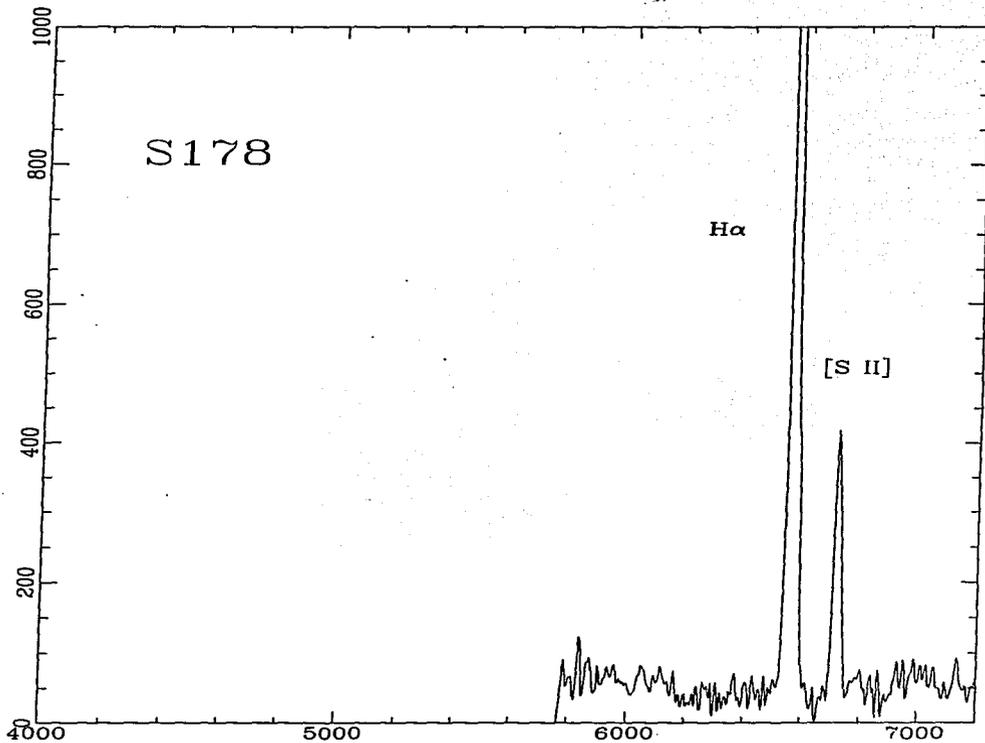


Fig 4.30 Espectro de S178 .

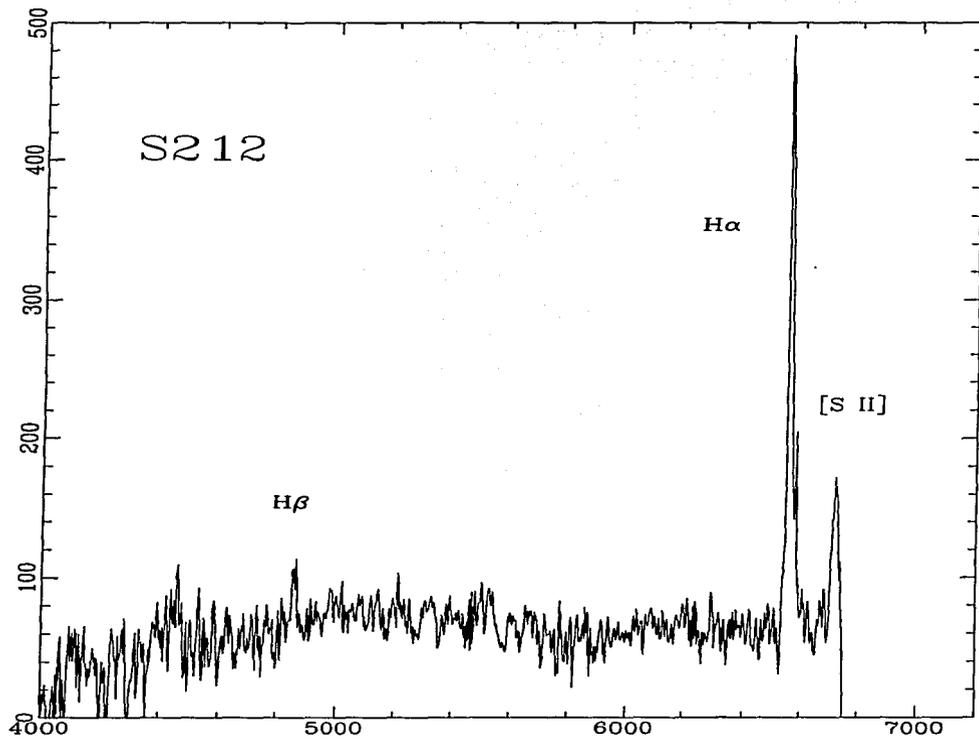


Fig 4.31 Espectro de S212 .

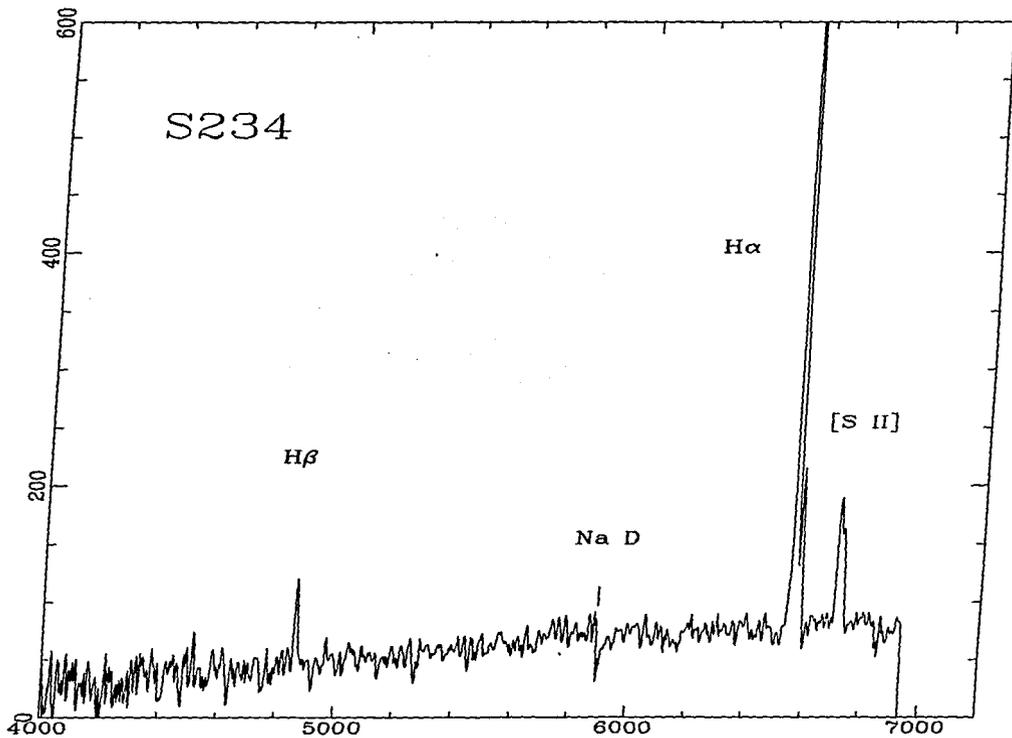


Fig 4.32 Espectro de S234 .

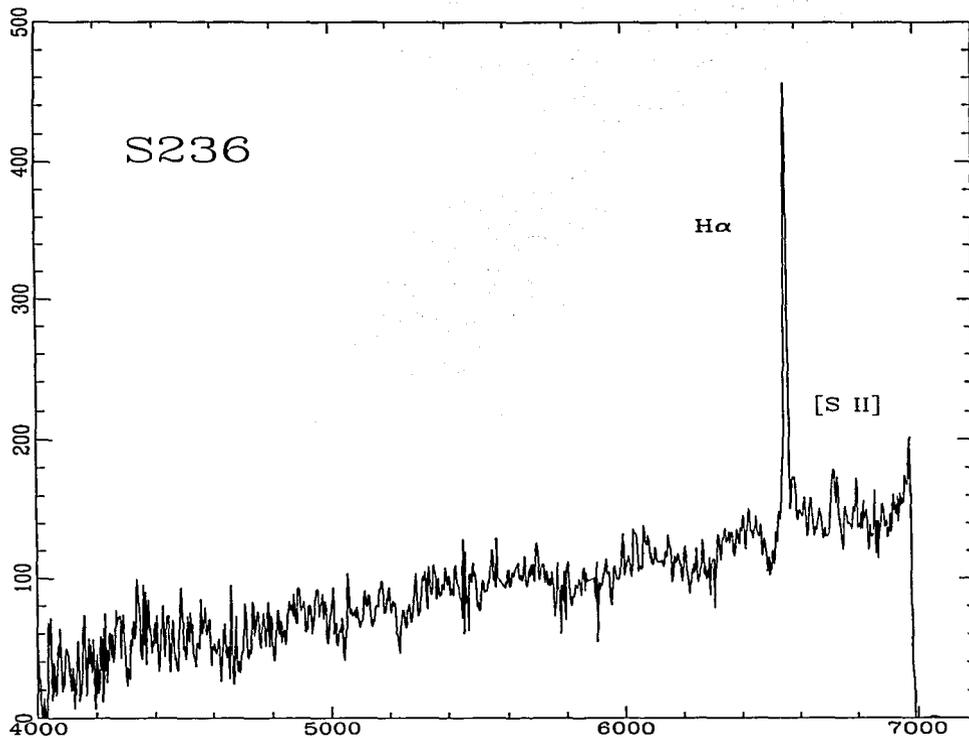


Fig 4.33 Espectro de S236 .

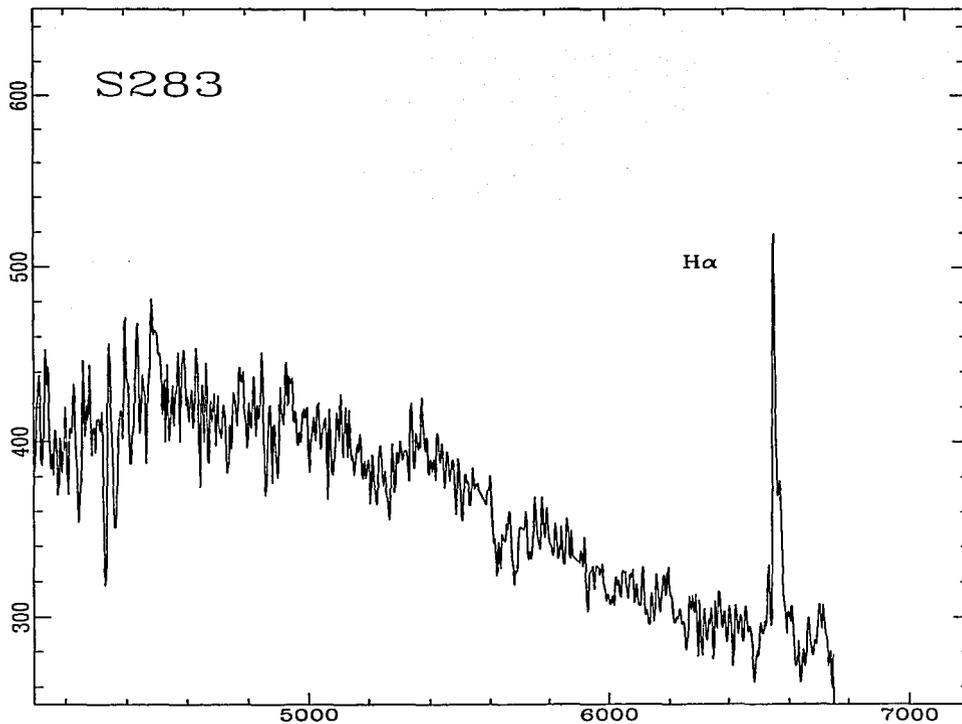


Fig 4.34 Espectro de S283 .

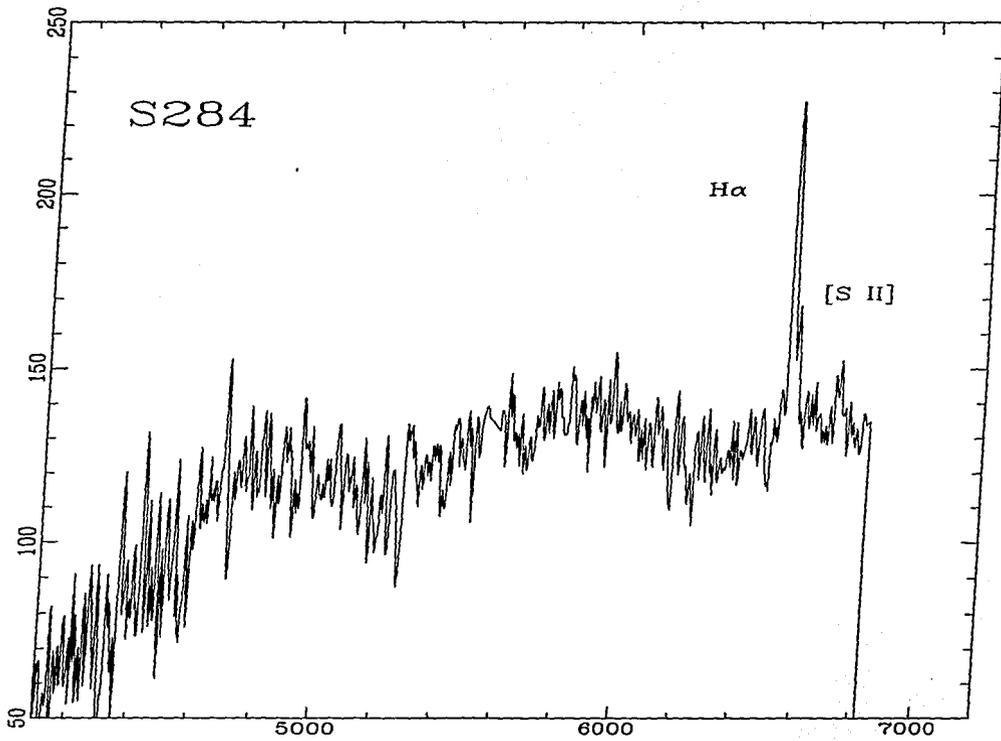
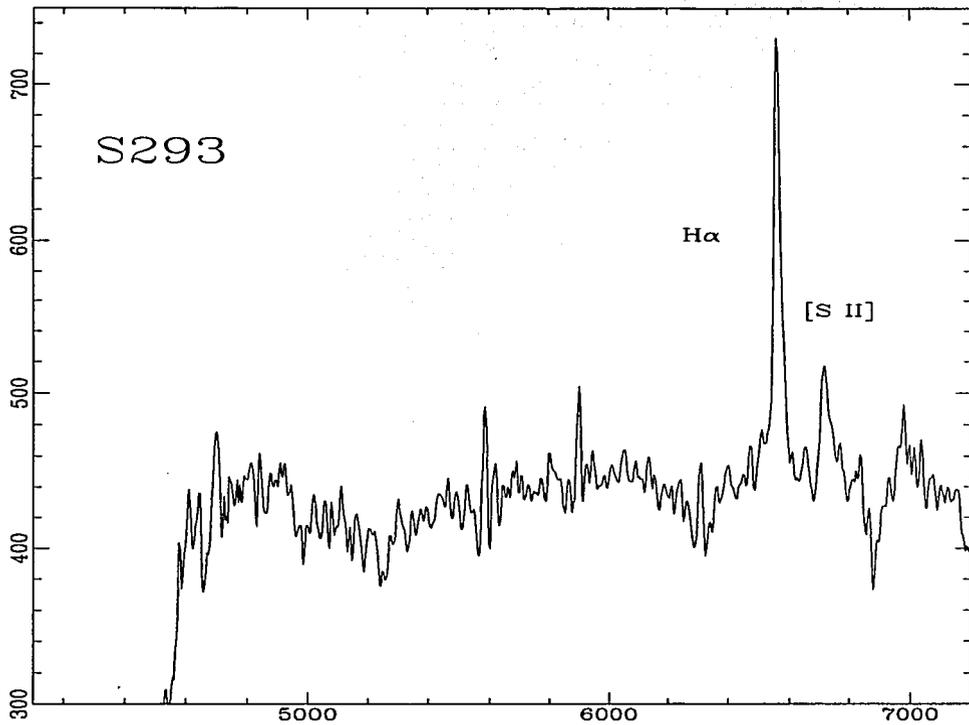


Fig 4.35 Espectro de S284 .



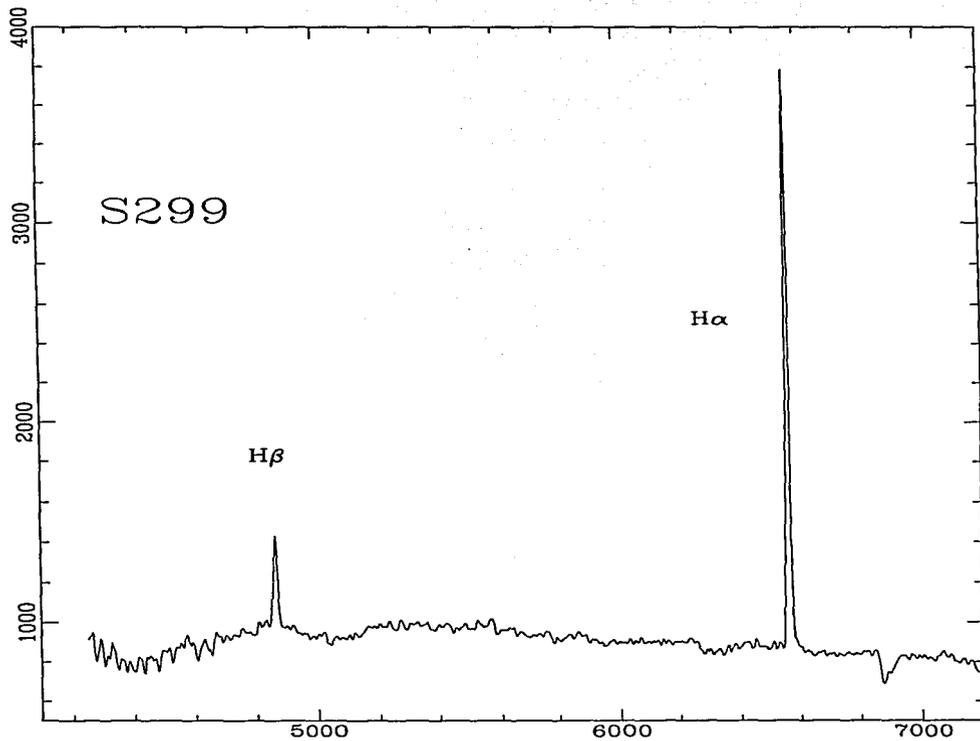


Fig 4.37 Espectro de S299 .

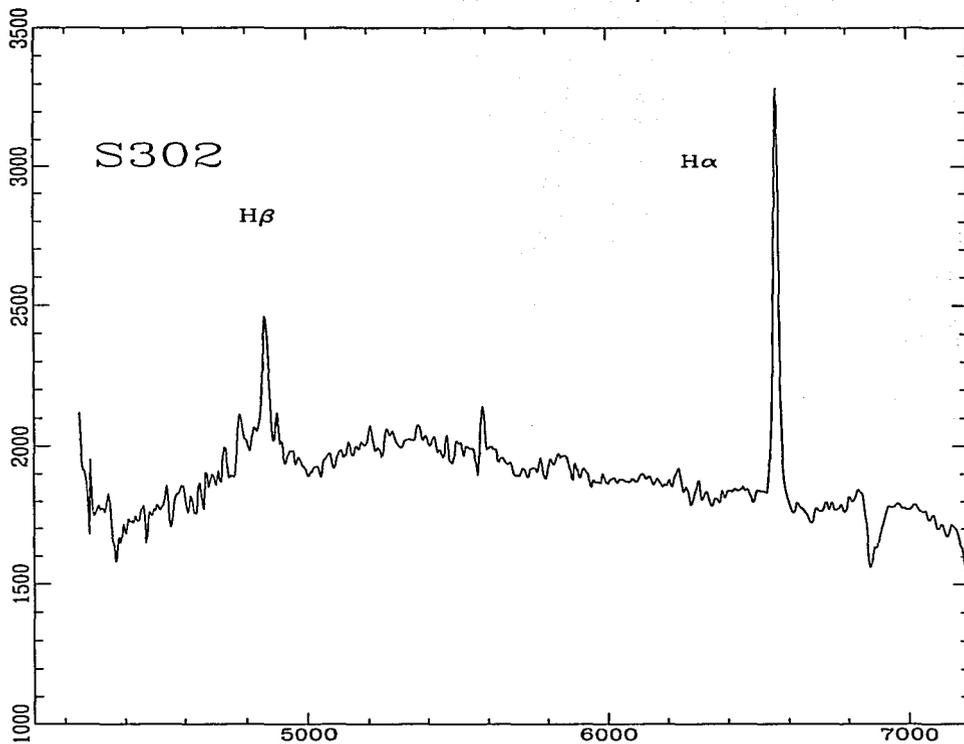


Fig 4.38 Espectro de S302 .

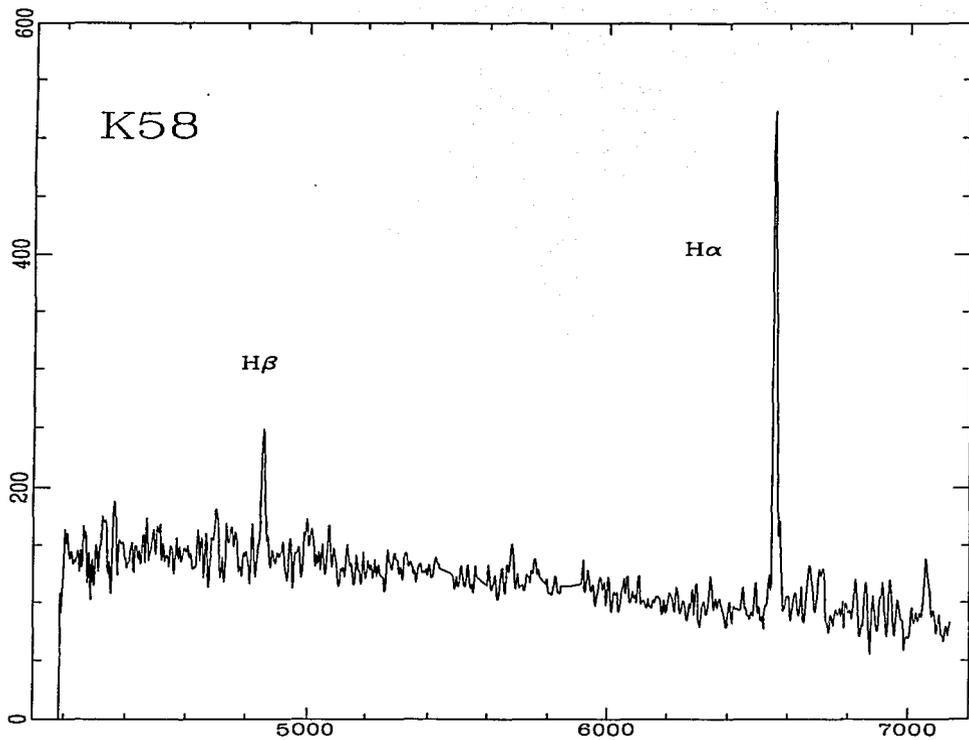


Fig 4.39 Espectro de K58 .

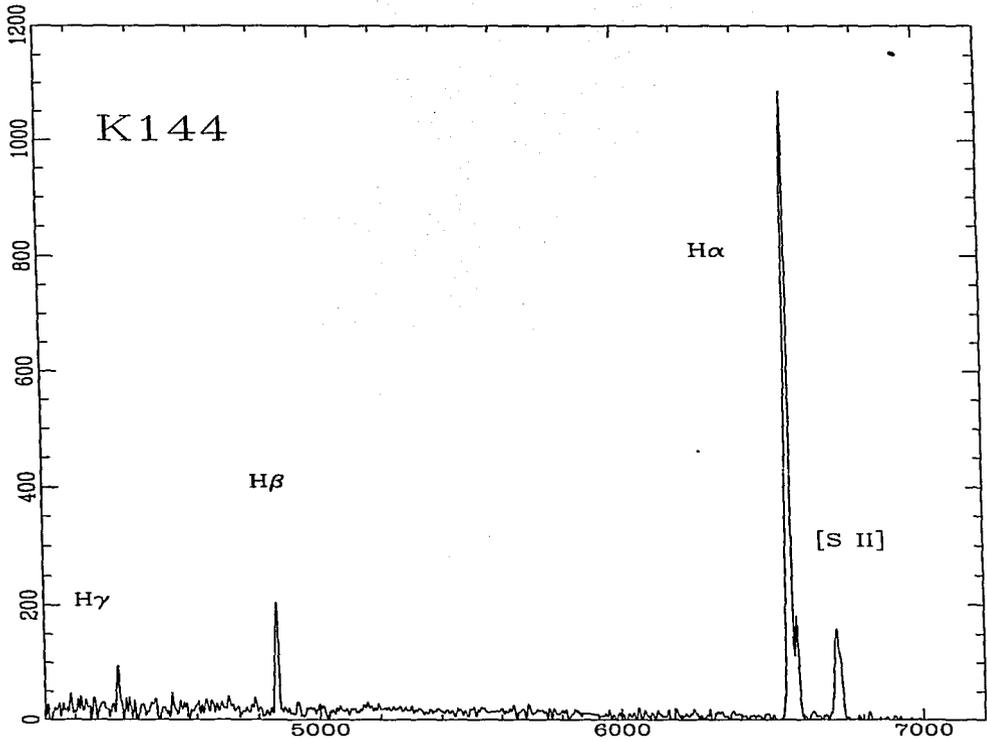


Fig 4.40 Espectro de K144 .

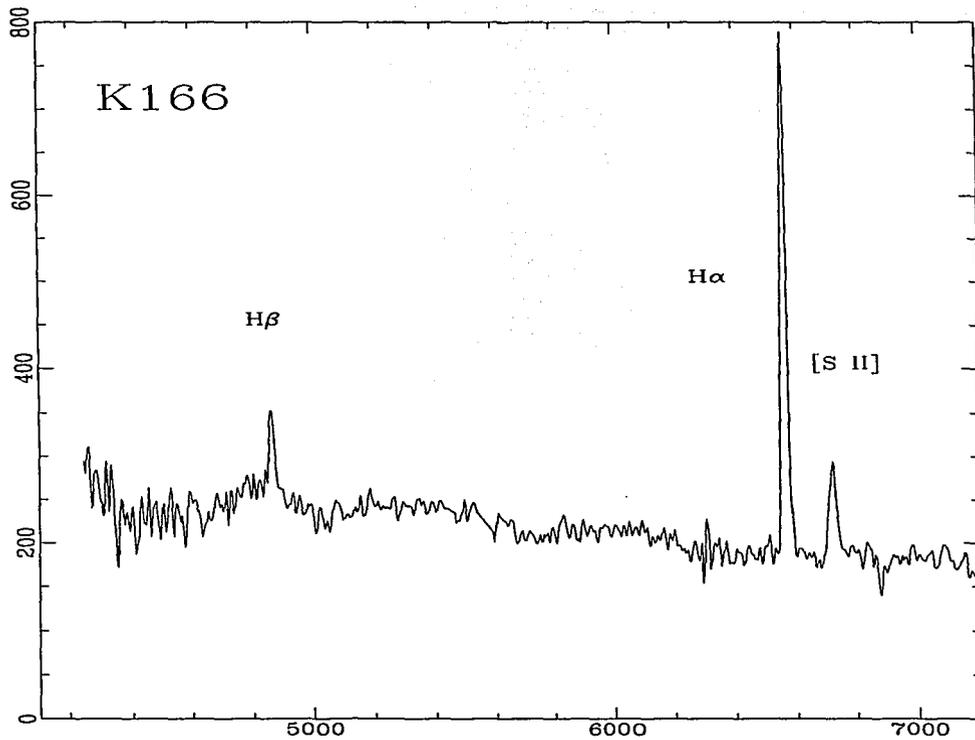


Fig 4.41 Espectro de K166 .

Capítulo 5: Conclusiones y Trabajo Futuro

El resultado principal de este trabajo fué la identificación de 5 estrellas de M 33, candidatas a pertenecer al grupo de las estrellas Luminosas Variables Azules. Esta clasificación la damos en base al espectro observado, que es similar al que muestran las LBV conocidas durante las fases estables. Estos resultados fueron presentados en Corral (1996).

Para que estas estrellas puedan ser clasificadas como LBV verdaderas, es necesario que presenten algún evento de variación, ya sea moderada o gigante. Es necesario por lo tanto, establecer la historia fotométrica de estos objetos y seguir su comportamiento fotométrico futuro.

Para encontrar la historia fotométrica es necesario utilizar una colección de placas en las que aparezca esta galaxia, la base de tiempo debe ser grande y la escala de placa debe ser adecuada para poder identificar los objetos. Desgraciadamente la colección de placas del INAOE no presenta estas características, ya que M 33 no se observó regularmente y solo se tienen 7 placas rojas tomadas durante 1949-1950. Es necesario por lo tanto encontrar alguna colección de placas que se pueda utilizar para este trabajo. Independientemente del comportamiento pasado de los objetos es necesario observar regularmente estos objetos, esperando que presenten algún evento de erupción.

En particular la estrella H235 pareciera que mostró un comportamiento de variabilidad moderada durante las observaciones de Spiller (1992) y Smith et al. (1995), ya que la magnitud reportada por ambos autores difiere por 1 mag. Es necesario continuar observando este objeto y esperar que presente otro evento de variabilidad para que sea clasificada como LBV y no únicamente como candidata.

Otra forma de clarificar la naturaleza de estos objetos es observando el ambiente que las rodea. Como se vió algunas LBV presentan nebulosas alrededor y/o excesos infrarojos, que pueden ser producidos por el material eyectado en eventos de erupción previos.

El tamaño físico de las nebulosas de anillo es típicamente de 1 a 2 pc. en las LBV conocidas (Nota et al. 1995) por lo que a la distancia de M33 corresponderían a .2 " , que es observable con el HST. El primer paso será buscar en las imágenes de archivo del HST para ver si han sido observadas en algunas de las imágenes directas tomadas para otros proyectos y tratar de ver si se aprecia alguna nebulosa asociada.

Una pista que nos apunta en el sentido de que estos objetos presentan algún tipo de material circunestelar, es la presencia en el espectro de las líneas de [S II] (λ 6717 - 6731 Å). Los objetos **S95**, **S193** y **S204** presentan estas líneas muy intensas, mientras que los objetos **H108** y **H235** la presentan más débil (ver figuras 4.8 a 4.12).

Otro resultado útil del presente trabajo fué el cálculo de la extinción a los objetos observados utilizando los mapas de la emisión de 21 cm de Newton (1980). Creemos que este método para calcular la extinción es útil, ya que es posible aplicarlo a otras galaxias. Lo que sí hay que tener en cuenta es que la extinción local en M 33 que se aplicó fue únicamente la mitad de la calculada, ya que en este caso la galaxia se nos presenta casi de frente y que estamos trabajando con objetos que pertenecen al plano. En otros casos esto puede no aplicarse, ya sea porque la galaxia se presenta más inclinada (como M 31) o se trabaja con otro tipo de objetos (nebulosas planetarias o estrellas tardías).

Como trabajo futuro también será necesario obtener espectros de mejor dispersión y mayor señal a ruido de los objetos estudiados, para poder ajustar mejor la clasificación espectral y encontrar la luminosidad de los objetos aplicando la relación "Momento del viento - Luminosidad" de Kudritzki et al (1995).

El número de LBV en M33

¿Como cambia el panorama en M 33 si alguna o todas las candidatas encontradas son LBV reales ?

Como se vió en el capítulo 1, el número de LBV conocido en M 33 es de 4 (Var B, Var C, Var 83, Var 2) y es conocida una estrella que ha sido clasificada como candidata (Var Romano, Humphreys y Davidson 1994, Romano 1978).

Por otro lado, el número de LBV en la Nube Mayor de Magallanes (LMC) es de 6 confirmadas (S Dor, R 71, R 127, HDE 269582, R 110, R 143) y 4 candidatas (R 84, R 99, S 61 y S 119, Humphreys y Davidson 1994). En esta galaxia es en donde podemos estar seguros de que los números de objetos de esta índole son seguros, dada la cercanía de la galaxia y a que en ella se han hecho búsquedas sistemáticas de todo tipo de objetos .

Según Armandroff y Massey (1991) el número de estrellas tipo Wolf Rayet en estas dos galaxias es XXX y YYY en LMC y M 33 respectivamente. Si nos quedamos con estos números y suponemos que existe una relación directa entre el número de estrellas WR y el número de LBV en un galaxia, encontramos que M 33 presenta una (sobre)(sub) abundancia de LBV con respecto a las encontradas en LMC, si suponemos que las candidatas a LBV encontradas en este trabajo son en realidad LBV reales.

Armandroff y Massey (1991) también encuetran que el número de WR en galaxias cercanas más lejanas que la LMC, está subestimado. Estas estrellas WR fueron encontradas en base a

búsquedas efectuadas con placas fotográficas tomadas con filtros que aislan líneas espectrales de los 2 tipos de WR principales, la líneas del He II (λ 4686 Å, para las WR de la secuencia del N y la línea del XXXX (λ YYYYY Å, para las WR abundantes en C). Algunas WR presentan anchos equivalentes pequeños en las líneas características, por lo que al hacer una búsqueda fotográfica éstas estrellas no resaltan y pasan desapercibidas. El porcentaje de estrellas no detectadas, que estos autores encuentran en M 33 es de RR % para las estrellas WN y TT % para las WC. Si estos valores son correctos entonces la razón de número de WR a LBV en M33 es de HHH, lo que hace que las LBV sean más abundantes/deficientes en M33 que en LMC.

Esto también se puede ver por el número de estrellas muy masivas ($M > 40 M_{\odot}$) que presentan M 33 y LMC. Massey et al. (1995) en un estudio de algunas regiones de M 33 llega a la conclusión de que la formación este tipo de estrellas está más favorecida en M 33 que en la LMC, ya que

Bibliografía

- Ambartsumian, S. (1949), *Soviet Astron.*, **26**, 1.
- Appenzeller, I., Wolf, B. (1982) ESO Workshop, *'The most massive stars'*, p. 131.
- Armandroff, T., Massey, P. (1991), *AJ*, **102**, 927.
- Barbá, R., Niemela, V., Baume, G., Vazquez, R. (1995) *ApJ*, **446**, L23.
- Bautista, M.A., Peng, J., Pradhan, A. (1996) *ApJ*, **460**, 372.
- Calzetti, D., Kinney, A., Ford, H., Doggett, J., Knox, L. (1995) *AJ*, **110**, 2739.
- Churchwell, E. 1990, *A & A Rev.*, **2**, 79
- Corral, L., Mujica, R., Yam, O. (1992) *INAOE, Reporte Técnico* 167.
- Corral, L. (1996), *AJ*, **112**, 1450.
- Courtès, G., Petit, H., Sivan, J.-P., Dodonov, S., Petit, M., (1987), *A & A*, **174**, 28.
- Crowther, P., Smith, L., Hilleier, D., Schumtz, W. (1995), *A & A*, **293**, 427.
- Garcia-Segura, G., y Franco, J. 1996, *ApJ*, **469**, 171
- Hubble, E., Sandage, A. (1953) *ApJ*, **118**, 353.
- Humphreys, R. (1980), *ApJ*, **241**, 587.
- Humphreys, R. (1989) *IAU Coll 113, 'The Physics of Luminous Blue Variables'*,
Davidson, K., Lamers, H. ed. p, 3.

- Humphreys, R., Blaha, C., D'Odorico, J., Gull, T., Benvenuti, P. A & A, **218**, L17.
- Humphreys, R., Davidson, K. (1979), ApJ, **232**, 409.
- Humphreys, R., Davidson, K. (1996) PASP, **106**, 1025.
- Huterer, A., Sasselov, D., Schechter, P., (1995), AJ, **110**, 2705.
- Ivanov, G., (1992) Astrop. Lett. & Commun. (1992), **28**, 281.
- Jashek, C., Jashek, N. (1991), *The Infrared spectral region of stars* ed. C. Jashek , Y. Andrillat (Cambridge Univ. Press).
- Koenigsberger, G., Guinan, E., Auer, L., Georgiev, L. (1995), ApJ, **452**, 107.
- Koenigsberger, G., Moffat, A., St-Louis, N., Auer, L., Drissen, L., Seggewis, W. (1994), ApJ, **436**, 301.
- de Koter, A., Lamers, H. Schmutz, W. (1996) A & A, **306**, 501.
- de Koter, Schmutz, W., Lamers, H. (1993) A & A, **277**, 561.
- Krabbe, A., Genzel, R., Drapate, S., Rotacuioc, V. (1991) ApJ, **302** L19.
- Lamers, H. (1989) IAU Coll 113, '*The Physics of Luminous Blue Variables*', Davidson, K., Lamers, H. ed. p, 113.
- Lamers, H. (1995) en *Astrophysics application of stellar pulsation*, IAU Coll. 155. PASP. Conf Ser. **83**, 176.
- Langer, N., Hamann, N., Lennon, M., Najarro, F., Pauldrach, A., Puls, J. A & A, **290**, 819.
- Maeder, H. A. & A., **99**, 97

- Maeder, H., Meinet, P. (1987), *A & A*, **182**, 243.
- Massey, P., Armandroff, T., Pyke, R. (1995), *ApJ*, **110**, 2715.
- Massey, P., Armandroff, T., Conti, P. (1986) *AJ*, **92**, 1303.//
Newton, K., (1980) *MNRAS*, **190**, 689.
- Nota, A., Livio, M., Clampin, M., Schulte-Ladbeck, R. (1995), *ApJ*, **448**, 788.
- Osterbrock, D. E. 1989, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nucleae* (Mill Valley, CA : Univ. Sci)
- Romano, G. (1978) *A & A*, **67**, 291.
- Smith, L., Crowther, P., Willis, A. (1995), *A & A*, **302**, 457.
- Spiller, F. (1992) Ph.D. Thesis, Heidelberg.
- Stalh, O. (1987) *A & A*, **182**, 229.
- Stahl, O., Wolf, B. (1986) *A & A*, **154**, 243.
- Stalh, O., Wolf, B., Leitherier, C., Zickgraff, F-J., Krautter, J., de groot, M. (1984), *A & A*, **228**, 379.
- Stothers, R., Chin, C-w, (1993) *ApJ*, **408**, L85.
- van der Hucht, K., (1991), *IAU Symposium* **143**, 19.
- van Genderen, M., van den Bosch, F., Dessing, F., Fehemers, G., van Grunsven, J., van der Heiden, R., Janssens, A., Kalter, R., van der Meer, R., van Ojik, R. 1992 *A & A*, **264**, 88.
- Willis, A., Schild, H., Smith, L, (1992), *A & A*, **261**, 419.

Walborn, N. (1977) ApJ, **215**, 53.

Wolf, B. (1989) A.& A., **217**, 87.

Zickgraff, F-J., Wolf, B., Stalh, O., Leitherier, C., Appenzeller, I., (1986), A & A, **163**, 119.

Zickgraff, F-J., Wolf, B., Stalh, O., Leitherier, C., Kalre, G. (1985) A & A, **142**, 421.

Apéndice A

Reducción Automática de los Espectros del LFOSC.

Los procedimientos de reducción automática de los espectros tomados con el **LFOSC** fueron diseñados por F-J. Zickgraff del LSW y se utilizan principalmente para reducir los espectros de las fuentes que son candidatas a ser contrapartes ópticas de fuentes ROSAT. Se pretende con estos procedimientos que los espectros sean reducidos de una manera rápida y uniforme. Se utilizó el ambiente de reducción de imágenes MIDAS, por su versatilidad y fácil manejo. A continuación se verá el contenido de los procedimientos y su forma de uso.

Algunas palabras previas acerca de MIDAS.

MIDAS es el acrónimo de Munich Image Data Analysis System y provee herramientas generales para la reducción de imágenes con énfasis en imágenes astronómicas.

MIDAS fué generado y es mantenido por el **ESO** y se distribuye gratuitamente.

Los comandos de **MIDAS** son de la siguiente forma:

COMANDO/CALIFICADOR PAR1 PAR2 ... PARn

en donde PAR1 PAR2 ... PARn representan parámetros introducidos por el usuario y pueden ser los archivos de entrada y salida, valores numéricos de algunas variables, etc.

Al utilizar los comandos de **MIDAS** se debe tener en cuenta lo siguiente:

— El comando y el calificador deben estar separados por la diagonal (/).

— Debe haber un espacio entre el comando/calificador y los parámetros.

— En algunos parámetros son necesarios subparámetros, estos deben estar separados por comas (,)

— En muchos casos si algunos parámetros no son especificados, el sistema toma valores preestablecidos.

MIDAS permite además definir tareas complejas utilizando comandos ya definidos y que

se deben correr en un cierto orden. Estas tareas creadas por el usuario se guardan en archivos de texto y se les conoce como *procedimientos*.

Esta última característica de **MIDAS** fué la que se utilizó para crear los procedimientos de reducción automática de las imágenes espectrales generadas por el **LFOSC**.

Procedimientos de Reducción de los espectros del LFOSC

Los pasos que se siguen para la reducción de las imágenes son (en **negritas** aparece el nombre de los *procedimientos* de **MIDAS**):

0). Bajar las imágenes de cinta a disco magnético. Este no es propiamente un *procedimiento* de **MIDAS** pero se lista aquí por completez) : **baja**

1). Convertir las imágenes de formato FITS a formato **MIDAS**: **infits/lfosc**

2). Preparación de las imágenes. Esto es, restar la contribución del bias y extraer la parte útil de las imágenes: **prep/lfosc**

3). Checar y en su caso coregir la inclinación de los espectros: **rotangle/lfosc** y **rotall/lfosc**

4). Encontrar la posición de los espectros en la imagen: **pos/lfosc**

5). Extracción de los espectros individuales, corrección por campo plano y conversión a longitud de onda: **reduc/lfosc**

6). Substracción de la contribución del cielo: **skysub/lfosc**

En las siguientes secciones se verán los procedimientos en forma detallada. Las partes que aparezcan entre paréntesis cuadrados [par1] [par2]... son los parámetros que debe dar el usuario.

En una noche de observación "normal" se generan alrededor de 80 imágenes, aproximadamente 70 de ellas serán de espectros de fuentes astronómicas y de sus espectros de comparación. Cada una de ellas puede llegar a contener 30 o más espectros individuales, es decir, en una noche podremos generar 2100 espectros individuales. Es claro pues, que se debe llevar un sistema para el nombrado de las imágenes que sea eficiente y sencillo para poder identificar cada uno de los espectros e imágenes con las que se trabajan y saber en qué parte del proceso de reducción se encuentran. En las siguientes secciones se presentarán los nombres que se escogieron para identificar las imágenes generadas en cada uno de los pasos de reducción. Los nombres constarán de una parte de raíz y una parte numérica. La raíz nos dará información del proceso que las generó y la parte numérica nos dirá de cuál imagen en particular se trata

0).Bajar las imágenes de cinta a disco magnético.

En este paso no se utilizan ningún *procedimiento* de MIDAS y se explica aquí por completez. Las imágenes generadas por el LFOSC se guardan en cintas magnéticas, Exabytes o Dats en forma secuencial y están grabadas en formato FITS. Para bajarlas se puede utilizar el programa **baja**.

```
#           Programa baja
set indi=1
set tope=10
while ($indi < $tope)
dd if=/dev/nrst1 of=a000$indi.mt ibs=2880b
echo ya lei el No. $indi
@ indi++
end

set tape=99
while ($indi < $tape)
dd if=/dev/nrst1 of=a00$indi.mt ibs=2880b
echo ya lei el No. $indi
@ indi++

end
```

En este programa se supone que el dispositivo en el cual está la cinta magnética es /dev/nrst1 y los archivos extraidos serán nombrados:

```
a0001.mt
a0002.mt
. .
. .
. .
a0099.mt
```

El programa **baja** puede ser editado con cualquier editor de textos para que las variables tome los valores deseados. Para hacer que **baja** sea ejecutable se utiliza la instrucción *chmod* de Unix.

1). Convertir las imágenes de formato FITS a formato MIDAS.

MIDAS utiliza un formato interno para el manejo de las imágenes. Al igual que el formato FITS este formato tiene una serie de "etiquetas" (*descriptors*) en donde se almacena información de la imagen, como por ejemplo, el número de ejes de la imagen, el número de pixeles, el nombre original de la imagen, etc.

Para cambiar el formato de las imágenes se utiliza el *procedimiento*:

infits/lfosc [raiz.out] [año] [raiz.ent]

donde :

[raiz.out] es la raíz del nombre que tendrán las imágenes en formato **MIDAS**. Lo formaremos con el mes de observación y el número del bloque de imágenes que se trate

[año] las 2 últimas cifras del año de observación y

[raiz.ent] la raíz del nombre de los archivos en formato FITS.

En el caso que estamos usando como ejemplo el procedimiento a teclear será:

infits/lfosc oct5 95 a

si suponemos que las imágenes forman el 5° bloque de imágenes de la temporada de octubre de '95.

En nuestro directorio aparecerán ahora los archivos:

oct50001.bdf

oct50002.bdf

..

..

..

oct50099.bdf

El *procedimiento* **infits/lfosc** crea también un *catálogo* de imágenes con el nombre **[raiz.out][año].cat**, en el caso de ejemplo el nombre del *catálogo* será **oct595.cat**. Los *catálogos* en **MIDAS** son archivos en donde se guardan los nombres de las imágenes que querramos procesar juntas, el formato es para uso interno de **MIDAS** y no es posible leerlos con un editor de texto normal. La información que se tiene en los *catálogos* de imágenes es el nombre actual de la imagen, el nombre original de la imagen (que está registrado en la etiqueta *ident* del formato FITS), el número de ejes y de pixeles de la imagen. El *procedimiento* **infit/lfosc** crea también un archivo

de nombre **out.dat** en el cual se encuentra la misma información que en el *catálogo* pero en formato ASCII.

2). Preparación de la imágenes.

En el siguiente paso del proceso de reducción se resta la contribución del bias, se extrae la parte útil de las imágenes y se orientan. Esto se hace con el *procedimiento*:

prep/fosc [nomcat].cat [raiz.sal] [bias]

donde:

[**nom.cat**] es el nombre del *catálogo* de imágenes que vamos a preparar

[**raiz.sal**] es la raíz del nombre que queremos que tengan los archivos de salida (r + número del bloque) y

[**bias**] puede ser el nombre de una imagen promedio de imágenes bias o un número que represente el valor del bias.

La imagen bias promedio debe ser creada por el usuario con el promedio de las imágenes bias que haya tomado durante la temporada o la imagen **superbias** que es el promedio de más de 1000 imágenes bias tomadas a lo largo de 2 años. Si no se pone el último parámetro el *procedimiento* utiliza un valor constante de 21 que será restado a cada pixel de la imagen.

Además de restar el bias, el *procedimiento* **prep/fosc** rota las imágenes y las transpone (*flip*) en el eje X. Esto lo hace porque al ser grabadas las imágenes por el **LFOSC** el eje menor es el que varía más rápidamente y al ser desplegadas en pantalla aparecerán con el eje mayor vertical. Para poder trabajar en la reducción a longitud de onda, **MIDAS** pide que la dispersión se encuentre a lo largo del eje X y que además la parte azul quede del lado izquierdo. En el caso de imágenes directas, después de la preparación la imagen presentará, al ser desplegadas, el Norte y el Este hacia arriba y a la izquierda respectivamente.

Por último a estas imágenes se les extrae la parte útil que van del renglón 24 al 599 y de la columna 6 a la 385, quedandonos imágenes de 575 x 380 pixeles. esto se hace porque en las primeras columnas el CCD presenta algunos pixeles dañados que no nos servirán en la reducción. Las imágenes de entrada también son borradas del disco para que no ocupen espacio innecesariamente.

Las imágenes ya preparadas tendrán los nombres:

r50001.bdf

r50002.bdf

. .

r50099.bdf

y estarán listas para el siguiente paso en el proceso de reducción.

3). Checar y en su caso corregir la inclinación de los espectros.

(Este paso se hace únicamente para las imágenes multiespectrales)

Para obtener las imágenes espectrales con el LFOSC es necesario girar la rueda de grismas hasta que el grisma deseado se encuentre en el camino óptico entre la máscara y el CCD. Este movimiento se hace con un motor de pasos que puede tener errores de posicionamiento de $\sim 1^\circ$. La dirección en la que dispersa la luz un grisma es fija y si el grisma es rotado la dirección de dispersión rota también, así pues si existe error en el posicionamiento angular del grisma la dirección de dispersión no será siempre la misma con respecto al CCD. Para poder checar si la dirección de dispersión y la dirección de las columnas del CCD coinciden se utiliza el *procedimiento*:

rotangle/lfosc [part.num]

donde [part.num] es la parte numérica del nombre del archivo que queremos medir su inclinación.

Esta parte numérica del nombre de los archivos la utilizaremos de aquí en adelante y es conveniente que expliquemos el formato que tiene. Tomemos por ejemplo la imagen r50012.bdf la parte numérica del nombre es 50012 y lo que nos dice es que se trata del 12^{ndo} archivo del 5^o bloque de la temporada.

El *procedimiento* **rotangle/lfosc** calcula la inclinación de los espectros utilizando un procedimiento de correlación cruzada (c.c.). Primero encuentra los promedios de 10 renglones centrados en los renglones 138 y 438. Ya que los espectros son perpendiculares a los renglones del CCD estos promedios se verán como una serie de máximos, cada uno representando un espectro. Al hacer la c.c. de ambos renglones promedio con una ventana de 10 píxeles, obtiene una función que presenta máximos y mínimos y tomando el máximo central calcula el centroide de él, lo que nos da el número de píxeles que se encuentran desfasados un extremo y otro de los espectros. Con este dato calcula la inclinación y la guarda en la etiqueta ROTANGLE de la imagen.

Supongamos que la inclinación de un espectro es de 1° , eso implica que la variación de la posición del máximo del espectro es de ~ 5.2 píxeles. Si suponemos que el ancho total de los espectros es de 5 píxeles, nuestra rendija de extracción (ver adelante) debe ser de 10 píxeles para que todo el espectro caiga adentro de ella. Al tener una rendija tan abierta en los extremos estaremos sumando píxeles que no nos darán información y aumentarán el ruido, por lo que es

conveniente tener una rendija lo más angosta posible. Si la inclinación encontrada es de 0.5° la rendija de extracción se reduce a 7 pixeles de ancho.

El *procedimiento* **rotangle/lfosc** se debe hacer sobre las imágenes espectrales de los objetos únicamente, ya que como las imágenes espectrales de las lámparas se toman sin haber movido el grisma, en principio la inclinación que tengan los espectros será la misma que tengan los espectros de los objetos.

Si queremos saber el ángulo que tienen los espectros que estén en una imagen dada debemos utilizar el *procedimiento* de **MIDAS**:

read/desc [nom.ima] [desc.]

donde **[nom.ima]** es la imagen y **[desc]** es el nombre de la etiqueta que nos interesa.

Si el valor de **ROTANGLE** es mayor que 0.5° es necesario girar las imágenes, esto se hace con el *procedimiento*:

rotall/lfosc [par.num.obj] [par.num.xe],[par.num.ne],[par.num.halo]

donde:

[par.num.obj] es la parte numérica del nombre de las imágenes espectrales de los objetos

[par.num.xe] es la parte numérica del nombre de la imagen espectral de xenón, etc.

Este *procedimiento* lee el valor de **ROTANGLE** de la imagen **r[par.num.obj].bdf** y hace la rotación de las imágenes **r[par.num.obj].bdf**, **r[par.num.xe].bdf**, **r[par.num.ne].bdf** y **r[par.num.halo].bdf**. Los archivos de salida tiene la raíz del nombre **rot** y la parte numérica de los archivos originales.

Estos pasos, como dijimos, se realizan únicamente a las imágenes multiespectrales. Si en el bloque de imágenes tenemos algunos espectros tomados con rendija larga le cambiaremos únicamente el nombre con la instrucción de Unix **mv** (p.ej. **mv r50034.bdf rot 50034.bdf**)

Al finalizar tendremos los archivos:

rot50001.bdf

rot50002.bdf

..

..

..

rot50099.bdf

4). Encontrar la posición de los espectros en las imágenes.

El siguiente paso es definir la posición que tienen los espectros individuales en las imágenes, para esto utilizamos el *procedimiento*:

pos/lfosc rot[part.num] spec[part.num] [método] [ancho,umbral] [int.Y]

donde:

rot[part.num] es el nombre completo de la imagen de entrada en el cual vamos a definir la posición de los espectros,

spec[part.num] es el nombre de la tabla donde se guardarán las posiciones,

método es el método que se va a utilizar para encontrar el centroide del espectro (ver abajo),

[ancho,umbral] son valores para la búsqueda automática (ver abajo) y

[int.Y] es el intervalo de graficación.

En el caso de imágenes multiobjetos, el método que se utiliza para encontrar el centroide de los espectros es **gauss**. de tal manera que si queremos encontrar las posiciones en la imagen rot50045, el procedimiento será:

pos/lfosc rot50045 spec50045 gauss ? ?

El primer paso que hace el *procedimiento* es encontrar el promedio de los renglones de la imagen y graficarlos con una ventana de graficación con valores de 0 a 200 en el eje Y. Si estos límites no son suficientes para que se observen la parte alta de los espectros se puede volver a correr el procedimiento cambiando los valores de **[int.Y]**. Además al mover el cursor a la pantalla de gráficas éste aparece como una cruz, en vez de la calaverita que se observa generalmente. Con la cruz marcaremos las posiciones donde empiezan y termina cada uno de los máximos, al hacerlo se ajusta automáticamente una gaussiana al máximo y el valor del centroide es guardado en la tabla **spec[par.num]**. Para marcar las posiciones se utiliza el botón de la izquierda del ratón y al terminar de marcar las posiciones se presiona el botón del centro.

Para el caso de imágenes espectrales tomadas con rendija larga se utiliza el método **gcurs** para marcar las posiciones, se marcan primero 4 posiciones que nos darán los límites del espectro que se utilizará para obtener el espectro del cielo y después se marcarán el principio y el final del espectro del objeto en sí. En este caso si por ejemplo la imagen rot50080 es de rendija larga el *procedimiento* a teclear es:

pos/lfosc rot50080 spec50080 gcurs ? ?

El orden debe ser **cielo1.ini, cielo1.fin, cielo2.ini, cielo2.fin, objeto.ini, objeto.fin**. Al terminar de marcar las 6 posiciones se deberá presionar el botón central del ratón.

Existe un tercer método de centrado que es **threshold** que hace una búsqueda automática de los multiespectros tomando los valores de **[ancho,umbral]** para hacer la búsqueda, este método

no es muy recomendable, ya que puede no reconocer los espectros débiles y después se tendrán problemas con la identificación de los espectros individuales.

El *procedimiento* **pos/lfosc** se hace sobre las imágenes espectrales de los objetos únicamente ya que la posición de los espectros de las lámparas de comparación será la misma que la de los de los objetos. Al finalizar este paso es posible editar la tabla **spec[par.num].tbl** para definir valores individuales del ancho de la rendija de extracción que se usará para cada espectro en el paso siguiente del proceso de reducción. Esto no es necesario, pero en algunos casos algunos espectros se encuentran muy cercanos y puede haber peligro de contaminación al momento de la extracción. Si este no es el caso el ancho de la rendija de extracción puede ser el mismo para todos y se definirá en el paso siguiente. Si se necesita ajustar el ancho de la rendija de extracción de algunos espectros individuales esto se hará con el *procedimiento* de **MIDAS edit/table spec[par,num]**. Los comandos para editar las tablas se pueden ver en el manual de **MIDAS** volumen:A sección 5. Únicamente es necesario cambiar los valores que se encuentran en la columna **:slit** en donde cada elemento representa en ancho con que se va a extraer cada espectro, estos están listados en el mismo orden con que fueron definidos. Hay que hacer notar que si se requiere que un ancho sea distinto a los demás, se debe poner el valor de **todos** los anchos, ya que de aquí es de donde los va a leer el *procedimiento* del siguiente paso.

5). Extracción de los espectros individuales, corrección por campo plano y conversión a longitud de onda.

En este paso los espectros individuales son extraídos de las imágenes espectrales, todos son corregidos por campo plano y los de lámparas de comparación se usan para encontrar la transformación a longitud de onda. El *procedimiento* de **MIDAS** es:

```
reduc/lfosc [tipo] [num.obj] [num.xenón] [num.neón] [num.halo] [bloque]
           [grisma] [rendija],0,0
```

donde:

[**tipo**] es el tipo de imagen, **h** para multiespectro y **l** para rendija larga,
[**num.obj**] [**num.xenón**] [**num.neón**] [**num.halo**] son las 2 últimas cifras de la parte numérica del nombre de las imágenes de objetos, xenón, etc. es decir si las imágenes de objetos, neón, etc son las imágenes **rot50022**, **rot50023**, **rot50024** y **rot50025**, los números que se pondrán serán: **22**, **23**, **24** y **25**. Estos números deben estar separados por un espacio sin comas (,).
[**bloque**] es el número del bloque al que pertenecen las imágenes,

[grisma] es el número de grisma que se usó para tomarlas (1 o 3) y

[rendija],0,0 se utiliza para poner el ancho de la rendija de extraccion que se usará para el caso de que las imágenes sean de multiespectro.

Este último parámetro está preestablecido a 5,0,0 pero se puede cambiar si se desea (p.ej a 7,0,0).

Multiespectros:

Para el caso de imágenes de multiespectro el *procedimiento* hace los siguiente:

a) Extrae los espectros individuales de las imágenes espectrales de objetos, neón, xenón y halógeno. utilizando el ancho que se le dá en [rendija],0,0 o el valor que se especifica en la columna :slit de la tabla spec[part.num], si este es el caso se deberá poner 0,0,0.

Los espectros extraidos (objetos, neón, xenón y halógeno) son cosumados y son guardados con los siguientes nombres:

s[part.num] — los espectros de los objetos

c[part.num] — los espectros de Neón

x[part.num] — los espectros de Xenón y

f[part.num] — los espectros de Halógeno

aquí [part.num] se formará de la forma: **bxyy** donde **b** es el número del bloque de imágenes, **xx** es el número de la imagen y **yy** es el número del espectro dentro de la imagen. Así pues, el espectro hecho con la rendija número 4, de la máscara que se usó para las imágenes 22 (objetos), 23 (neón), 24 (xenón) y 25 (halógeno), del bloque 5 generará los espectros: **s52204**, **c52204**, **x52204** y **f52204**, que serán los espectros del objeto, de la lámpara de neón, de xenón y de halógeno, respectivamente.

b) Se corrigen los espectros de objeto, neón y xenón utilizando los espectros de la lámpara de Halógeno. Primero se ajusta una función spline de grado 3 con la que el espectro original es normalizado y guardado en la imagen **ff[part.num]**. Esta última imagen representa las variaciones de respuesta, de pixel a pixel, del CCD. Los espectros de objetos y de las lámparas son divididos por esta función y guardados en las imágenes: **sf[part.num]**, **cf[part.num]** y **xf[part.num]**. Esta corrección se hace también en los espectros de lámparas de comparación ya que si una línea de comparación cae en algún pixel que no tiene una respuesta parecida a la de sus vecinos, tendremos un error en la posición de ésta línea, lo que nos aumentaría la incertidumbre en la transformación a longitud de onda.

c) El *procedimiento* hace la c.c. entre el espectro de neón y un espectro de neón tomado con el mismo grisma y con las líneas ya identificadas, encuentra la diferencia de posición de las líneas y hace una transformación a longitud de onda. El mismo proceso lo hace con el espectro de xenón. Utilizando las líneas del espectro de xenón con $\lambda < 4800 \text{ \AA}$ y las líneas del espectro de

neón con $\lambda > 4800 \text{ \AA}$ encuentra los coeficientes de transformación a longitud de onda. Aplica estos coeficientes al espectro del objeto y lo "rebinea" para que los pixeles tengan el mismo paso en longitud de onda. El espectro del objeto ya transformado a longitud de onda es guardado en la imagen **w[part.num]**.

d) Ya que haya efectuado el paso 3) con todos los espectros individuales el *procedimiento reduc/lfosc* crea imágenes bidimensionales donde copiar los espectros que creó y los borra del disco. Los espectros extraídos "crudos" son grabados en una imagen con nombre **raw[part.num]**. Esta imagen es de $385 \times (4n)$ pixeles donde n es el número de espectros individuales que haya tenido la imagen. En los primeros n renglones guarda los espectros **s[part.num]**, los espectros de neón (**c[part.num]**) del renglón $n+1$ al $2n$, etc.

Los espectros corregidos por campo plano, (**sf[part.num]**, etc) son guardados en la imagen **flat[part.num]**. Los espectros de los objetos transformados a longitud de onda (**w[part.num]**) son guardados en la imagen **wave[part.num]**. Estos últimos no son borrados del disco ya que se utilizan en el siguiente paso del proceso.

Como se ve esta parte del proceso es la más larga ya que no solo extrae los espectros sino que los transforma a longitud de onda y los "rebinea".

Rendija Larga:

Para el caso de imágenes de rendija larga (longslit) el *procedimiento* a teclear es:

```
reduc/lfosc 1 [num.obj] [num.xenón] [num.neón] [num.halo] [bloque]  
[grisma] 0,0,0
```

es decir, en el tipo de imagen se puso **1** (longslit) y en los valores de la rendija de extracción se puso **0,0,0**. El *procedimiento* realiza los siguientes pasos:

- Pra hacer la corrección por campo plano, normaliza la imagen de la lámpara de Hlúgeno con una función tipo spline de grado 3 de 2 dimensiones. Esta imagen de campo plano la aplica a las imágenes que contienen los espectros del objeto y de las lámparas de comparación (neón y xenón). Al igual que en el caso de imágenes de multiespectros, esta corrección la hace para evitar que la respuesta de algún pixel nos dé posiciones incorrectas de las líneas de comparación.
- Hace la transformación a longitud de onda de la imagen espectral del objeto utilizando ambas lámparas de comparación. Esta transformación la hace utilizando un procedimiento similar al usado en el caso de imágenes multiespectros (ver arriba) y la hace asumiendo que cada renglón del CCD es un espectro individual. Al terminar el espectro transformado a longitud de onda es guardado en la imagen **w[part.num]**.
- Extrae los espectros del objeto y de las posiciones del espectro del cielo, utilizando la in-

formación en la tabla **spec[part.num]**. En esta tabla fué donde se guardaron las posiciones del principio y final del espectro del objeto y las posiciones de las regiones que se iban a utilizar para obtener el espectro del cielo para corregirlo (ver arriba). Teniendo estos espectros individuales el *procedimiento* hace la corrección por la contribución del cielo, similar al caso de multiespectros. El espectro extraído, convertido a longitud de onda y corregido por la contribución del cielo es guardado en la imagen **ws[part.num]**.

6). Substracción de la contribución del cielo de los multiespectros.

En el caso de las imágenes multiespectro hasta ahora se ha habla unicamente de espectros de "objetos" pero hay que recordar que en las máscaras se definen posiciones de rendijas que corresponden a objetos, propiamente dichos, y otras que corresponden a posiciones para obtener la emisión el cielo. En este paso del proceso de reducción, se corrigen los espectros de los objetos por la contribución del cielo.

El *procedimiento* que se utiliza es:

**skysub/lfosc [raiz.entr] [num.obj] [num.ciel.1],[num.ciel.2]...[num.ciel.n]
[raiz.sal] [grisma]**

donde:

[raiz.entr] es la raíz del nombre de los archivos de entrada (p.ej **w522**),

[num.obj] es el número del espectro del objetos,

[num.ciel.1],[num.ciel.2]...[num.ciel.n] son los números de los espectros de cielo (pueden ser hasta 8),

[raiz.sal] es la raíz del nombre en donde se van a escribir los espectros ya corregidos por la contribución del cielo (utilizamos **ws[num.bloque][num.imagen]**, p.ej.**ws522**) y

[grisma] es el número del grisma que se usó.

El *procedimiento* encuentra la razón del flujo de la línea 5577 Å del primer espectro del cielo y con el del espectro del objeto. El espectro del cielo es multiplicado por ese factor y el resultado es restado del espectro del objeto. Este proceso se hace con todos los espectros del cielo y al final los espectros resultantes se promedian para obtener el espectro del objeto sin la contribución del cielo, el cual se guarda en el espectro **ws[part.num]**. El promedio se hace obteniendo la mediana, para el caso que sean 3 o máa espectros del cielo, o el promedio simple para el caso solo tengamos 2.

A continuación se presenta un resumen del proceso de reducción especificando los nombres de las imágenes producidas en cada paso.

Proceso	Teclar	arch. entrada (ejemplo)	arch. salida (ejemplo)	comentarios
Bajar las imágenes a disco	baja		[letra][bloque][num] a50001, a50002,..	
Cambiar de FITS a formato MIDAS	infits/lfosc	[letra][bloque][num] a50001, a50002..	[mes][bloque][num] oct50001, oct50002..	
Preparar Imágenes	prep/lfosc	[mes][bloque][num] oct50001, oct50002...	r[part.num] r50001, r50002...	
Checar la inclinación de las imágenes	rotangle/lfosc	r[part.num]	r[part.num]	Solo las imágenes multiespectro
Rotar las imágenes	rotall/lfosc	r[part.num] r50022	rot[part.num] rot50022	Solo las imágenes multiespectro
Marcar las posiciones de los espectros	pos/lfosc	rot[part.num] rot50022	spec[part.num] spect50022	
Reducción a longitud de onda	reduc/lfosc	rot[part.num] rot50022 rot[part.num] rot50040	w[part.num] w52201, w52201.. ws[part.num] ws54001	Multiobjetos Rendija Larga
Restar la contribución del cielo	skysub/lfosc	w[part.num] w52201	ws[partnum] ws52201	Multiobjetos

Apendice B.

Diferencias de la emisión entre las atmósferas extendidas y las regiones ionizadas (Regiones H II)

Al analizar el espectro obtenido de los objetos con emisión en la línea $H\alpha$ que pertenecen a M33, encontramos que la gran mayoría de ellos presentan un espectro dominado por líneas de emisión. Es necesario, por lo tanto, poder diferenciar el tipo de objeto de que se trata por medio de la presencia o ausencia de algunas líneas en emisión, sobre todo por que los espectros obtenidos presentan un cociente de señal a ruido bajo (~ 10) y la resolución no es lo suficientemente alta como para poder ver detalles en el espectro (perfiles tipo P Cyg, continuo azul, etc) que nos ayuden a diferenciarlos.

En esta sección veremos primero cuáles son los mecanismos físicos que gobiernan la creación de líneas espectrales en regiones gaseosas. Posteriormente veremos cuáles son las condiciones que presentan las dos regiones de formación de líneas (atmósferas extendidas y regiones ionizadas) y por último veremos cuál es el espectro producido por estas regiones con el fin de encontrar sus diferencias y poderlas usar al momento de catalogar los objetos observados.

1). Procesos físicos en la creación de líneas espectrales en regiones gaseosas.

La radiación emitida por un elemento de volumen de gas depende fuertemente de la temperatura, densidad y composición química del material. De estas variables dependen la ionización y excitación de los niveles energéticos de los átomos.

La abundancia está relacionada con la historia química del gas y puede ser, en algunos casos, considerada constante durante largos períodos de tiempo, mientras que la ionización y excitación dependen de la temperatura y densidad del gas, variables que pueden variar rápidamente en algunos casos.

Para poder calcular el espectro emitido por cada volumen de gas es necesario conocer varias cantidades:

- el grado de ionización y la fracción de cada especie de iones de los elementos presente,
- la población de los diferentes niveles energéticos de estas especies,
- la probabilidad de que una transición energética dada se lleve a cabo y

la probabilidad de que el fotón emitido logre salir del volumen de gas para poder ser observado.

A continuación veremos cuáles son los mecanismos que gobiernan cada uno de estos aspectos.

1.1). Ionización y recombinación.

En estado estacionario la población de las especies de ionización de un elemento X esta dada por:

$$N(X^{+i}) \int_{\nu_0}^{\infty} \frac{4\pi J_{\nu}}{h\nu} a_{\nu}(X^{+i}) d\nu + N_e \sum_j N_j(X^{+i}) \gamma_{jf} = N_e N(X^{+(i+1)}) a_j(X^{+(i+1)}, T)$$

donde los términos de la izquierda son las ionizaciones del elemento X ionizado i veces y el término de la derecha son las recombinaciones de la especie ionizada i+1 veces del elemento X. El primer término representa las ionizaciones inducidas por radiación en donde $a_{\nu}(X^{+i})$ es la sección recta de fotoionización que se induce por los fotones más energéticos que $h\nu_0$, la energía umbral. El segundo término representa las ionizaciones producidas por colisiones con electrones libres en donde γ_{jf} es el coeficiente de ionización que depende del nivel de excitación j del ion X^{+i} y la suma se ha hecho sobre todos los niveles energéticos. Del lado derecho de la ecuación tenemos las recombinaciones en donde a_j es el coeficiente de recombinación.

En esta ecuación se esta despreciando un término de la forma:

$$N_e^2 N(X^{+(i+1)}) a_j^3(X^{+(i+1)}, T)$$

que representaría las recombinaciones de tres cuerpos en donde dos electrones chocan simultáneamente con un ion $X^{+(i+1)}$, uno de ellos es absorbido y la energía liberada se transfiere al otro electrón sin que se genere un fotón. Este tipo de procesos se pueden despreciar en situaciones en que la densidad sea baja.

Teniendo todas las densidades $N(X^{+i})$ se debe pedir que se cumpla que:

$$N(X^0) + N(X^{+1}) + \dots + N(X^{+i}) + \dots = N(X)$$

donde $N(X)$ es la densidad del elemento X, cantidad que se puede conocer de la abundancia.

Para el caso de una nube de hidrógeno en el que las ionizaciones colisionales se puedan

despreciar, en estado estacionario se tiene la siguiente ecuación:

$$N_{H^0} \int_{\nu_0}^{\infty} \frac{4\pi J_{\nu}}{h\nu} a_{\nu}(H) d\nu = N_e N_{H^+} \alpha(H^0, T)$$

donde $a_{\nu}(H)$ es la sección recta de ionización del átomo de hidrógeno para fotones de energía $h\nu$ mayor que la energía umbral $h\nu_0$, $\alpha(H^0, T)$ es el coeficiente de recombinación que depende de la temperatura del gas y N_e y N_H son las densidades de electrones e hidrógeno donde éste último puede estar ionizado o en forma neutra.

1.2). Excitaciones y desexcitaciones radiativas y colisionales.

La densidad de población de los niveles energéticos de los átomos, en estado estacionario debe ser constante en el tiempo, es decir el número de transiciones que lleven a los electrones del ion X^{+i} al nivel j debe ser igual al número de transiciones que saquen a los electrones de ese nivel. Si utilizamos f_{ij} para denotar la probabilidad de que la transición del nivel i al j se lleve a cabo, tenemos entonces que:

$$N(X_j) \sum_Y \sum_{j \rightarrow i} f_{ij} = \sum_Y \sum_{i \rightarrow j} n_i(f_{ij})$$

donde \sum_Y denota todos los procesos posibles que hagan que el átomo pase de un nivel a otro. Los distintos procesos que se consideran para los iones X^{+i} son: excitaciones y desexcitaciones colisionales, excitación radiativa y desexcitación espontánea y estimulada.

Otro proceso que se debe considerar al hacer el cálculo de población de niveles es el de cascada después de una recombinación, es decir un electrón al recombinarse con un ion X^{+i+1} puede ocupar cualquier nivel energético y en algunos casos poblar niveles que no pueden ser poblados por excitaciones radiativas desde el nivel base.

La probabilidad de emisión por decaimiento espontáneo f_{ul} está dada por:

$$f_{ul} = \frac{mc\lambda^2}{8\pi^2 e^2} \frac{g_u}{g_l} A_{ul}$$

mientras que las relaciones de los coeficientes B_{ul} y B_{lu} con A_{ul} es:

$$A_{ul} = \frac{2h\nu^3}{c^2} B_{ul} = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{g_l}{g_u} B_{lu}$$

donde g_u y g_l son los pesos estadísticos de los niveles u y l , A_{ul} , B_{ul} y B_{lu} son los coeficientes de

Einstein para emisión espontánea, emisión estimulada y absorción radiativa respectivamente. Los demás símbolos tienen sus significados habituales.

1.3). Opacidad local en líneas.

Si un electrón sufre una transición espontánea entre dos niveles energéticos, es necesario calcular la probabilidad de que el fotón emitido pueda escapar. Esta medida está relacionada con el coeficiente de absorción κ_ν , que depende de la sección recta de absorción s_ν . La profundidad óptica τ_ν , que es una medida del camino libre medio del fotón, está dado por:

$$\tau_\nu = \int \kappa_\nu dl = \int n_j s_{\nu,j} dl$$

Para el caso de líneas de niveles metaestables la profundidad óptica es pequeña, es decir, la probabilidad de que un fotón de estos niveles escape es alta, esto es importante ya que estas líneas se convierten en fuentes importantes de enfriamiento que permiten regular la temperatura de regiones internas del gas.

En el caso de las recombinaciones del hidrógeno se puede utilizar la aproximación 'on-the-spot'; es decir, aquellas recombinaciones que sean al nivel base darán como resultado un fotón ionizante que será inmediatamente reabsorbido y producirá una ionización. Como el hidrógeno es el más abundante de los elementos presentes, la ionización se da muy rápidamente dando como resultado neto que la ionización no cambie.

2). Condiciones físicas en las regiones ionizadas (Regiones H II)

Las estrellas O y B emiten gran cantidad de su energía en la región espectral del UV, creando regiones ionizadas alrededor de ellas. (Osterbrock, 1989). Estas regiones presentan formas y tamaños que varía en rangos muy amplios.

No existe una definición clara de los diferentes tipos de regiones H II, pero en la literatura se clasifican usualmente como ultracompactas, extendidas y gigantes.

Las regiones H II ultracompactas **RHHI-uc** se encuentran localizadas dentro de las nubes moleculares que dan origen a las estrellas tipo O. Su tamaño es menor a 0.1 pc y se piensa que representan la primera fase de las regiones H II. La densidad de estos objetos es $\geq 10^5 \text{ cm}^{-3}$ y la medida de emisión que muestran es $> 10^7 \text{ pc cm}^{-6}$. (Churchwell 1990). Debido a que se encuentran dentro de las nubes moleculares, la emisión está muy enrojecida y no es posible observarlas en el óptico, pero sí en el infrarrojo y en radio.

Algunos de estos objetos se localizan en los bordes de las nubes moleculares y presentan tamaños que van de 0.1 a 0.3 pc. Se consideran como las versiones relajadas de las **RHII-uc** y que presentan un tamaño mayor por no tener el material denso de las nubes moleculares que las constriñía. En algunos artículos se presentan como una fase más de la evolución dinámica de las regiones H II y se clasifican como regiones HII compactas. (García-Segura y Franco 1996).

Las regiones HII extendidas representan la forma 'madura' de las regiones H II y se observan con tamaños hasta de varios parsecs. La densidad que presentan es $\leq 10^4 \text{ cm}^{-3}$ y la medida de emisión es $< 16^6 \text{ pc cm}^{-6}$.

Las regiones gigantes, por otro lado, no se considerarían como parte de la evolución dinámica de las regiones H II, ya que son en realidad conglomerados de regiones HII individuales. Las regiones HII gigantes llegan a presentar tamaños $\sim 10^2 \text{ pc}$ y son producidas por uno o varios cúmulos de estrellas OB.

El espectro que presentan las regiones HII extendidas en el óptico, está dominado por la presencia de líneas prohibidas de niveles metaestables en emisión de [O II], [O III] y [N II] y por la presencia de líneas de H y He I, en ocasiones aparecen líneas de He II dependiendo de la temperatura de la estrella excitadora. El continuo es débil y en ocasiones parte de él es continuo estelar reflejado por granos de polvo.